

TARTU ÜLIKOOL
LOODUS- JA TEHNOLOOGIATEADUSKOND

Tartu Observatoorium

Rene Voog

**SPEKTROSKOOPILISTE KAKSIKTÄHTEDE
TUVASTAMINE PER OB1 ASSOTSIATSIOONI
MASSIIVSETE TÄHTEDE SEAST**

Bakalaureusetöö (12 EAP)

Juhendajad: vanemteadur Indrek Kolka

teadur Tõnis Eenmäe

Tartu 2014

Sisukord

1 Sissejuhatus	3
2 Per OB1 assotsiatsioon	4
3 Ülihiid	6
3.1 Massiivsed tähed	6
3.2 Massiivsete tähtede tekkimine	8
3.3 Massiivsed kaksikud	9
4 Radiaalkiiruste analüüsist tuletatavad füüsikalised suurused	11
5 Tähe HD 14134 uurimine	14
6 Vaatlused	16
7 Andmetöötlus	18
8 Radiaalkiiruste mõõtmiste metoodika	21
8.1 Mõõdetavate neeldumisjoonte valikukriteeriumid	21
8.2 Neeldumisjoonte lainepikkuste mõõtmine tähespektrist	21
8.3 Radiaalkiiruse standardtähe kasutamine parandite leidmisel	23
8.3.1 Standardtähe kirjeldus	23
8.3.2 Standardtähe vaatlused	24
8.3.3 Standardtähe radiaalkiiruse mõõtmine kahes erinevas spektriirkonnas	24
8.4 Parandite analüüs	26
8.4.1 Interstellaarsete joonte valik sinisele ja punasele spektriirkonnale	26
8.4.2 Esmane parandite analüüs	27
8.4.3 Parandite määramise metoodika	30
9 Tulemused	33
9.1 Radiaalkiiruse suhtes mittemuutlikud tähed	33
9.2 Radiaalkiiruste suhtes vähemuutlikud tähed	36
9.2.1 HD 14134	38
9.3 Kaksiktähtede kandidaadid	41
9.3.1 HD 13267	43
Kokkuvõte	47
Viited	49
Detecting spectroscopic binaries among Per OB1 association massive stars	52
Lisa 1	53

1 Sissejuhatus

Käesolevas töös uuritakse Perseuse tähtkujus asuva Per OB1 täheassotsiatsiooni massiivsete tähtede radiaalkiirusi. Per OB1 on 13 miljoni aasta vanune ning 2,3 kpc kaugusel asuv täheassotsiatsioon, mis on tuntud eelkõige täheparvede η - ja χ Per järgi. Arvestades Per OB1 vanust on seal paiknevad tähed suhteliselt noored ning haruldased, kuna massiivsete tähtede eluiga ulatub vaid mõnekümne miljoni aastani. Järelikult on ülihiidude kui ka massiivsete peajada tähtede evolutsiooni mõistmise seisukohalt oluline uurida noortes täheparvedes asuvate tähtede füüsikalisi parameetreid. Üks tähti peamiselt iseloomustavaid füüsikalisi suurusi on mass, kuna see määrab tähe eluea, heleduse ja temperatuuri. Tähtede masse on võimalik hinnata kaksiksüsteemides, kuna mõõtes süsteemi kuuluvate komponentide tiirlemisperioodid ja radiaalkiirused ümber ühise massikeskme, on võimalik arvutada komponentide masside summa ning suhe. Kui spektroskoopiline kaksiksüsteem on lisaks varjutusmuutlik, mille korral on orbiidi- ja taevatasandi vaheline nurk 90 kraadi, siis mõõdetakse tähtede reaalseid radiaalkiirusi ning seega saab arvutada ka komponentide tegelikke masse. Eelkirjeldatud mõõtmiste teostamise esmaseks eelduseks on aga kaksiksüsteemide avastamine, mis on antud bakalaureusetöö peamine eesmärk.

Spektroskoopiliste kaksiksüsteemide tuvastamiseks teostatakse Tartu Observatooriumi 1,5-meetrise teleskoobiga spektroskoopilisi vaatlusi, mille käigus registreeritakse uuritavate objektide spektreid erinevatel ajahetkedel. Saadud spektrite analüüsimisel detekteeritakse spektrijoonte nihkumist lainepikkuste skaalas, mille põhjal määratakse Doppleri efektist lähtuvalt radiaalkiirused. Kui spektrijoonte nihkumises avastatakse perioodilisus või radiaalkiiruste muutused, mis väljuvad vea piiridest, siis esitatakse kahtlus, et uuritav täht võib kuuluda kaksiksüsteemi.

Uurimistöö sisaldab kümne B- ning ühe A-spektriklassi ülihiu radiaalkiiruste analüüsi, mille põhjal esitatakse kaksiksüsteemi kuuluvate tähtede kandidaadid. Lisaks käsitletakse B3 Ia spektriklassi ülihiidu HD 14134 põhjalikumalt, kuna varasemalt teostatud uurimustest leiti, et tähe spektris esineva vesiniku alfa ($H\alpha$) joone ekvivalentlaid muutub tsükliliselt perioodiga 12,823 päeva (2004, Mon. Not. R. Astron. Soc., 351, 552-568). Samuti on HD 14134 fotomeetriliselt muutlik. Seetõttu uuriti, kas tähe muutlikkus võib olla põhjustatud kuulumisest kaksiksüsteemi, mille kindlakstegemiseks säritati HD 14134 spektreid kokku 27 korral: 16 korda lähisultravioletis ning sinises spektri piirkonnas ning 11 korda $H\alpha$ piirkonnas.

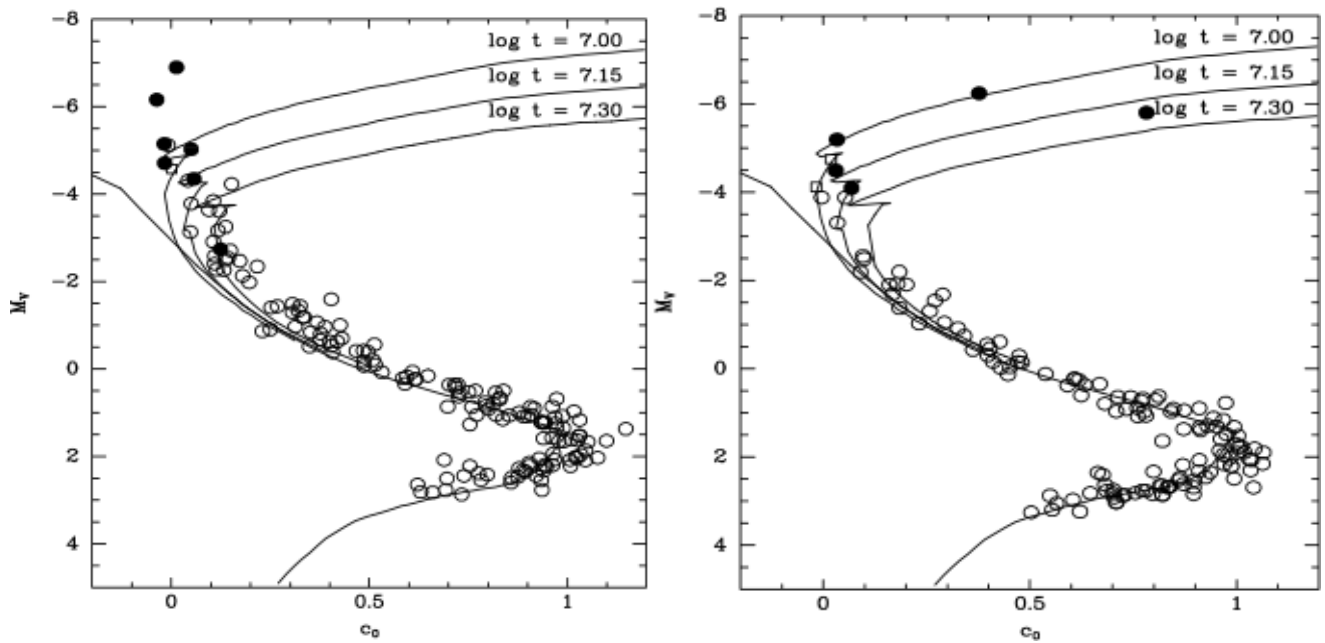
2 Per OB1 assotsiatsioon

O ja B- spektriklassi tähed ei ole ruumis juhuslikult jaotunud, vaid on tavaliselt koondunud OB assotsiatsioonideks nimetatavatesse gruppidesse, milles eksisteerib lisaks massiivsetele tähtedele ka madala- ning keskmise massiga tähti. OB assotsiatsioonid on jaotunud spiraalharudesse Galaktika tasandis ning omavad keskmiselt tähetihedusi suurusjärgus $0,1 \text{ M}_{\odot} \text{pc}^{-3}$ [1]. Koosnedes hajusparvedest, mille massid on Linnutees üldjuhul väiksemad kui $5 \cdot 10^3 \text{ M}_{\odot}$, on need võrreldes kerasparvedega (mass $\sim 3 \cdot 10^4 - 3 \cdot 10^6 \text{ M}_{\odot}$) väikese massiga [2]. OB tähtedeks ei nimetata mitte kõiki O- ja B-spektriklassi kuuluvaid tähti, vaid ainult kõige massiivsemaid, mis lõpetavad oma elutsükli tavaliselt tuuma kollapsist põhjustatud II-, Ib- või Ic-tüüpi supernoovana [3]. Kuna massiivsed tähed evolutsioneeruvad väga kiiresti, peavad OB assotsiatsioonid olema samuti vähem kui 30 miljoni aasta vanused ehk suhteliselt noored [1].

Per OB1 on Perseuse tähtkujus asuv OB assotsiatsioon, mis sisaldab hulgaliselt tähti ning kahte hajusparve η ja χ Per, mida nimetatakse vastavalt NGC 869 ja NGC 884. Need on ühed heledamad, tihedamad ja lähedamal paiknevad hajusparved, mis sisaldavad mõõdukalt massiivseid B-klassi peajada- ning ülihiidtähti [1]. Mõlemad parved on $12,8 \pm 1$ miljoni aasta vanused ning asuvad $2,34 \pm 0,05 \text{ kpc}$ kaugusel. Hajusparvede massid on vastavalt 3700 M_{\odot} (NGC 869) ning 2800 M_{\odot} (NGC 884) [4]. 2001. aastal ilmunud artikli põhjal on siiski alust arvata, et NGC 869 on natuke vanem kui NGC 884, kuna üks kogum tähti sobitub NGC 869 värvi-heledusdiagrammil (ingl. k. *color-magnitude diagram*) isokroonile¹, mis iseloomustab vanust $\log t = 7,3$, kuid NGC 884 parvest pole leitud tähti, mis sellele isokroonile sobiks (vt Joonis 1).

Mõnede tähetekke stsenaariumite kohaselt peaksid kõige massiivsemad tähed asuma noorte hajusparvede või assotsiatsioonide tihedate tuumade läheduses [5]. Kuid Per OB1 puhul on märgatud O-spektriklassi tähti, mis omavad sama kiiruseprofili B-klassi peajada tähtede ning ülihiidudega, mis kujutab endast kiiruse suurenemist võrdeliselt kaugusega Galaktika tasandist. Kuna O-klassi tähed on noored, siis ei saaks need olla praegusel kaugusel kaksikparvest, kui nad oleks liikunud kogu aeg vaadeldud kiirusega [1]. Seega on alust väita, et Per OB1-s võib toimuda järjestikune täheteke [6].

¹Isokroon on joon, mis CM diagrammil ühendab kõiki sama vanusega tähti.



Joonis 1. Absoluutne tähesuurus sõltuvana värvusindeksist [7]. Paksem joon iseloomustab Perry et al. (1987) poolt välja pakutud ZAMS-i (ingl. k. *zero age main sequence*). Isokroonid on tähistatud $\log t = 7.0, 7.15, 7.30$. Täidetud ringid tähistavad hiid- ning ülihiidtähti, mis on võetud Crawford et al. (1970) uurimusest ning tühjad ruudud tähistavad suure pöörlemiskiirusega tähti (Slettebak 1968). Vasakpoolne graafik vastab NGC 869 tähtedele ning parempoolne NGC 884 tähtedele.

3 Ülihiid

Ülihiid on tähed, mis on peajadalt lahkunud ning hõivavad Hertzsprung-Russeli diagrammil konkreetse sektsiooni, mis piirneb alt peajada tähtede ja hiidudega ning ülevalt hüperhiidudega. See piirkond jääb ligikaudu efektiivsete temperatuuride 3000-40000 K ning heleduste 10^5 - $10^6 L_{\odot}$ vahemikku. Ülihiidude heledusklassi tähistatakse rooma numbriga I, millele lisatakse järele täht a, b või nende kombinatsioon ab, mis viitab heledusele. Täht, mille heledusklass on Ia, on heledam kui Ib heledusklassi omav ülihiid ning Iab heledusklassiga täht jääb eelpool mainitute vahele. Ülihiidude massid algavad alates $8 M_{\odot}$ ning küündivad üle $60 M_{\odot}$. Seega kuuluvad ülihiid ühtede Universumi massiivsemate ning heledamate tähtede hulka. Ülihiidude raadiused varieeruvad suuresti, olles ligikaudu mõnikümme Päikese raadiust siniste ülihiidude puhul ning ulatudes kuni 1000 Päikese raadiuseni punaste ülihiidude korral.

Olles peajadalt, millel viibides toimub tähetuumas vesiniku süntees heeliumiks, lahkunud, eksisteerib ülihiidudel peamiselt heeliumist koosnev tuum, kus sünteesitakse süsinikku. Tähtedes, mille mass on ligikaudu $15 M_{\odot}$, saavutatakse heeliumi sünteesiks vajaminev temperatuur 10^8 K tuumas üsnagi peajada lähedal ning heeliumi tuumade ühinemine algab ilma heeliumisähvatuseta. Heeliumisähvatust ei toimu tegelikult juba tähtedel, mille mass algab 2,5 Päikese massist [8]. Heeliumisähvatus toimub väikese massiga tähtedes seetõttu, et tuumas on palju elektrone kõdunud olekus, st nende edasine kokkusurumine on takistatud. Kui algab heeliumituumade ühinemisreaktsioon, siis tõuseb tuumas temperatuur, aga kuna kõdunud elektrongaasi rõhk ei sõltu temperatuurist ning tuumas temperatuur aina kasvab, siis toimub plahvatus, mille tagajärjel pääseb mõjule soojuslik rõhk ning tuum stabiliseerub. Mida massiivsem on täht, seda väiksem on selle tuuma tihedus, kui temperatuur saavutab tuumas väärtuse 10^8 K, mistõttu on ka kõdunud elektronide rõhk tuumas väiksem [8]. Seetõttu toimubki ülihiidudel tuumas vesiniku sünteesist heeliumi ühinemisreaktsioonidele üleminek stabiilselt.

3.1 Massiivsed tähed

Massiivsete hulka kuuluvaks loetakse täht siis, kui selle algne mass on vähemalt kaheksa Päikese massi. Selline alampiir on valitud selle järgi, et tähed, mille mass on ligikaudu $8 M_{\odot}$, lõpetavad evolutsioneerumise supernoovana [9]. Erinevalt väikese massiga tähtedest,

lahkuvad massiivsed tähed peajadalt kiiresti ning evolutsioneeruvad Hertzsprung-Russeli diagrammil ülihiu staadiumis suhteliselt horisontaalselt. Massiivsed tähed arenevad ka ülihiuuna äärmiselt kiiresti, kulutades oma tuumakütuse ligikaudu ajaga, mis vastab 1/10-le sellest ajast, mil tuumas toimusid termotuumareaktsioonid vesiniku osalusel.

Tabel 1. Vesinikku, heeliumit ning süsinikku sünteesivate tähtede eluiga metallilisuse 0,08 korral [9].

M_{init} M_{\odot}	H-burning time given in units of 10^6 yr	He-burning	C-burning
120	2.78	0.31	0.0053
85	3.12	0.34	0.0055
60	3.70	0.39	0.0053
40	4.81	0.43	0.0051
25	7.17	0.64	0.0095
20	9.11	0.81	0.0141
15	12.94	1.12	0.0270
10	23.87	2.25	0.8304

Siiski pole peajada järgne evolutsioneerumine massiivsete tähtede korral veel päris selge, kuna lahendust vajavad näiteks järgmised probleemid: areng läbi punase/sinise ülihiu, Wolf-Rayet' ning suure heledusega sinise muutlikku (ingl. k. *Luminous Blue Variable*) tähe staadiumite [10]. Tähtede puhul, mille mass on 10-40 M_{\odot} , ennustab teooria HR-diagrammil kahte tühimikku: nn. sinist Hertzsprungi tühimikku, mis jääb peajada OB-tähtede ning heeliumituumaga OB siniste ülihiidude vahele, ning punast Hertzsprungi tühimikku, mis eksisteerib heeliumi tuumaga siniste ülihiidude ning heeliumit kütusena kasutavate punaste ülihiidude vahel [11]. Olemuselt on Hertzsprungi tühimik etapp tähe arengus, millal on lõppenud vesiniku "põletamine" tuumas ning ei ole alanud veel vesiniku kihtpõlemine. Kuna see etapp kestab väga lühikest aega, siis on ka vastavas arengujärgus tähti vaadeldud vähe – sellest ka nimi Hertzsprungi tühimik. Hetke seisukohtade järgi asuvad Hertzsprungi tühimikus B-klassi ülihiidud, mille lämmastiku sisalduse järgi tehakse kindlaks, kas täht on eemaldunud peajadalt otse (madal lämmastiku sisaldus) või vastupidiselt on toimunud sinine pööre (ingl. k. *blue loop*), mille kohaselt on täht arenenud siniseks ülihiuiks pärast punase hiiu staadiumit [11].

Massiivsed tähed rikastavad kodugalaktikat nii energeetiliselt läbi gammakiirguse sähvatuste ja supernoovade kui ka aineliselt erinevate keemiliste elementide maailmaruumi emiteerimisega [12]. Samuti võivad massiivsed tähed interstellaarsele ainele tähetuule või II-tüüpi supernoovade kaudu üle kanda piisavalt palju energiat, et põhjustada täheteket [13]. Seega võib järeldada, et ülihiid mõjutavad tugevalt terve galaktika kui ka galaktika siseste väiksemate piirkondade (n. täheparvede) arengut.

3.2 Massiivsete tähtede tekkimine

Aktuaalne probleem massiivsete tähtede puhul on nende tekkimine, kuna väikese-massiga tähtede tekkimise standardmudel ei üldistu massiivsetele tähtedele. Peamine põhjus seisneb selles, et tekkivalt tähelt lähtuv intensiivne footonite voog peaks suutma takistada aine edasist kogunemist tähe pinnale, kui mass ulatub $10 M_{\odot}$ -ni [14]. Seega peab adekvaatne teooria suutma vabaneda kiirgusrõhu poolt seatud probleemidest.

Ühe teooria puhul eeldatakse suuremaid akretsioonikiirusi, nagu $\approx 10^{-3} M_{\odot}/a$, mis on võimalikud kui võtta arvesse turbulentsi ning tähetekke alas esinevat kõrget rõhku, erinevalt $10^{-6} M_{\odot}/a$ asemel, mida on leitud väikese massiga tähtede tekkepiirkondades [14]. Samuti, 3-dimensionaalses simulatsioonis, kus simuleeriti esimest 50000 aastat $100 M_{\odot}$ gaasipilve kollapsis, saadi üheks tulemuseks, et $17 M_{\odot}$ prototähe korral hakkas kiirgusrõhk domineerima gravitatsioonijõu üle, kuid peamiselt suundades, mis jäid risti akretsiooniketta suunaga. Seega tänu kiirgusrõhu ebaühtlasele jaotusele tekkivatele deformatsioonidele akretsioonikettas oli võimalik aine edasine lisandumine prototähele tihedate sammaste kaudu [15]. Järelikult pidi olema täidetud tingimus:

$$M_t = \int_0^t [\dot{M}(t')_{\text{akr}} - \dot{M}(t')_{\text{tuul}}] dt' \geq 17 M_{\odot} \quad (1),$$

kus \dot{M}_{akr} on akreteerumisel massi lisandumise kiirus ning \dot{M}_{tuul} on tähetuule näol massi lahkumise kiirus prototähelt. Kui tähe mass kasvab, siis suureneb ka pinnagravitatsioon:

$$\frac{GM_t}{R^2} \quad (2),$$

kus M_t on tähe mass ning R tähe raadius. Massi suurenemisega kasvab ka tähe heledus, millest sõltub võrdeliselt kiirgusrõhu poolt ainele mõjuv kiirendus:

$$\frac{\kappa_{\text{eff}} L}{4\pi R^2 c} \quad (3),$$

kus κ_{eff} on efektiivne läbipaistmatus, L on tähe enda heleduse ning akreteerumisel kineetilise energia vabanemisel tekkiva heleduse summa. Seega, et saaks toimuda aine kuhjumine tähele, peab kehtima:

$$\frac{\kappa_{\text{eff}}L}{4\pi R^2 c} < \frac{GM_t}{R^2} \quad (4),$$

Selle võrratuse rahuldamise ühest võimalikest variantidest ongi efektiivse läbipaistmatus vähendamine läbi akreteerumise, mis toimub optiliselt paksude sammaste või laikude kaudu, mille tekkimine on võimalik Rayleigh-Taylori ebastabiilsuse tõttu. Sel juhul saab efektiivse läbipaistmatus esitada kujul:

$$\kappa_{\text{eff}} = \pi \frac{R_{\text{aine}}^2}{M_{\text{aine}}} \quad (5),$$

Seosest on näha, et mida kitsamad ning massiivsemad on aine moodustised, seda väiksem on optiline läbipaistmatus [16]. Seda tulemust kinnitavad ka eelpool mainitud simulatsiooni tulemused.

Lisaks võivad massiivsed tähed tekkida tihedates täheparvedes väikese massiga tähtede kokkupõrkel. Selle teooria plussiks on see, et kiirgusrõhk ei sea massiivsete tähtede tekkimisele takistusi, kuid nõutud on kõrged tähtede ruumtihedused, milleks on ligikaudu 10^8 tähte/ pc^3 , selleks, et kokkupõrked oleksid piisava sagedusega moodustamaks massiivseid tähti vähem kui miljoni aastaga [17]. Oluline on märkida, et täherikaste parvede keskel on detekteeritud vaatluslikult tihedusi, mis ulatuvad kuni 10^6 tähte/ pc^3 , mis on omakorda piisav selleks, et oleks võimalik kaksiktähtede ühinemine massiivseteks tähtedeks [14,17]. Seega, et teooriaid vaatluslikult kinnitada, on vaja uurida täheparvedes massiivseid kaksikuid, millest saadav info on täielikum kui üksiktähtede puhul.

3.3 Massiivsed kaksikud

Massiivsed tähed on tänapäeva astronoomias nende tekke ja evolutsiooni seisukohalt laialdaselt huvipakkuvad objektid. Peamiselt uuritakse massiivsetest tähtedest moodustunud kaksiksüsteeme, mille vaatlustest on võimalik saada hulgaliselt informatsiooni süsteemi kuuluvate komponentide parameetrite kohta, nagu näiteks tähtede masside suhe ning raadiused. Lisaks võimaldavad massiivsete kaksiksüsteemide vaatlused kontrollida praegu üldaktsepteeritavaid tähetekketeeooriaid ning massiivsete täheparvede varajase staadiumi dünaamilist evolutsiooni, kuna kaksiksüsteemid sisaldavad endas kvaasi-säilinud

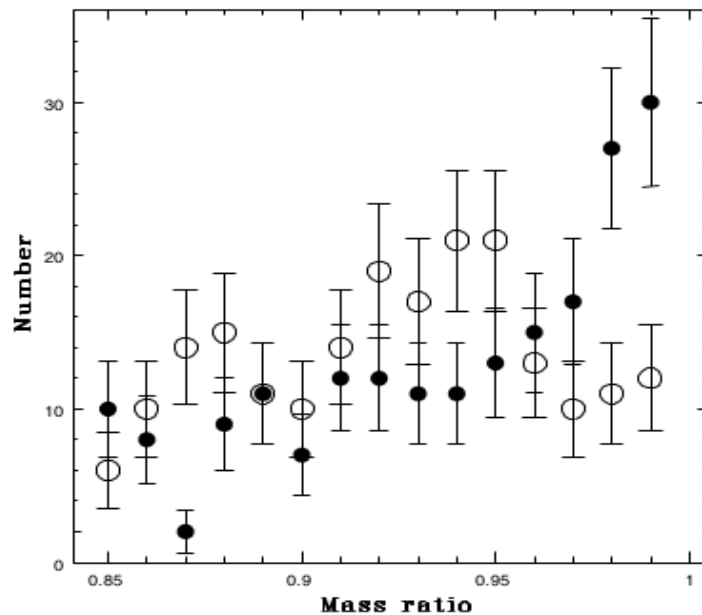
parameetreid keskkonna kohta, kus need tekkisid. Nendeks parameetriteks on orbiidi ekstsentrilisus, tähtede omavaheline kaugus, periood ning pöörlemiskiiruse näol impulssmoment [18,19].

Kuna kaksiktähtede osakaal massiivsete tähtede seas on suur ning eksisteerib palju lühikese perioodiga süsteeme, siis on nende orbitaalparameetrite täpne mõõtmine massiivsete tähtede rolli kui populatsiooni mõistmise aspektist oluline [20]. Praegused massiivsete tähtede tekkimise mudelid baseeruvad kaksiksüsteemide kohta kogutud statistikal, mille üldistamise ulatus on piiratud. Põhjus seisneb selles, et mõned uurimused hõlmavad vähe kaksiksüsteeme, teised aga suurel määral erinevast keskkonnast ning varieeruva vanusega kaksiktähti [21]. Seetõttu on massiivsete tähtede evolutsiooni teooria täiustamiseks oluline uurida noori täheparvesid, milles olevad tähed on tekkinud enamjaolt homogeenises keskkonnas ning nende vanus varieerub vähe. Samuti pole päris selge seegi, kuidas kaksiksüsteemid üldse moodustuvad ning evolutsioneeruvad. Näiteks lähiskaksikute ajalise arengu teooria, milles on oluline roll massi ülekandel, sisaldab siiani suuri puudujääke. Üks peamistest küsimustest seisneb selles, kui palju ainet saab ühelt tähelt teisele üle kanduda. Seda suurust iseloomustatakse koefitsiendiga β ning selle väärtus valitakse tavaliselt kas $\beta=0,5$, mis tähendab, et pool doonortähest lahkunud ainet akreteerub vastuvõtja-tähel ning pool lahkub erinevate jõudude poolt süsteemist, või $\beta=1$, mis tähendab, et kogu doonortähest lahkunud aine akreteerub vastuvõtja-tähel. Füüsikalised mudelid, mis iseloomustavad β sõltuvust süsteemi parameetritest või ajast, on puudulikud [22].

Nagu eelnevalt mainitud, on kaksiksüsteemide uurimisel saadav informatsioon suurem kui üksiktähtede puhul. Kuna massiivsed tähed on väga heledad, siis nende hulgast astromeetrilisi või visuaalseid kaksikuid, mis on omavahel füüsiliselt seotud, on leida üsnagi raske. Peamiseks põhjuseks on primaartähe suur heledus, mis ei võimalda lähedal asuvat väikese massiga sekundaartähte avastada. Seetõttu ongi visuaalsete kaksikute avastamine piiratud masside suhte väärtusega, mis on lähedal ühele [23]. Sellest tingituna avastatakse suurem osa kaksiktähtedest spektroskoopiliste mõõtmiste teel. Spektroskoopilised uurimused võimaldavad määrata tähtede keemilist koostist, pöörlemiskiirusi, radiaalkiirusi, muutlikkust jne. Käesolevas töös keskendutakse peamiselt radiaalkiirustest saadava informatsiooni interpreteerimisele.

4 Radiaalkiiruste analüüsist tuletatavad füüsikalised suurused

Radiaalkiiruste analüüsist võib saada mitmeid kaksiksüsteeme iseloomustavaid füüsikalisi suursi. Üheks väga oluliseks parameetriks on masside suhe $q = m_2/m_1$, kus m_1 on peatähe ning m_2 sekundaartähe mass. Mõnedes kaksiktähtede tekkimist uurivates numbrilistes simulatsioonides on masside suhe fundamentaalne parameeter, mis tähendab, et ainult teatud q väärtustel saavad toimuda konkreetsed füüsikalised protsessid või erinevad kaksiktähtede tekkimisel esinevad protsessid on soositud madalamate või kõrgemate q väärtuste poolt [24]. Samuti on oluline uurida, milline on kaksiktähtede puhul $\psi(q)$ ehk kaksiktähtede esinemise tõenäosustihedus sõltuvana q -st, mis võtab arvesse palju kaksiksüsteeme. See on oluline parameeter, mis aitab täiustada ning kontrollida kaksiksüsteemide tekkimist kirjeldavaid mudeleid. Mõnede praeguste seisukohtade järgi omab $\psi(q)$ kitsast maksimumi $q \geq 0,95$ juures, mida nimetatakse ka tugevaks kaksikute hüpoteesiks (vt Joonis 2) [25]. Jooniselt on ka näha, et hüpoteesi kinnitamiseks või ümberlukkamiseks on vaja kõrget mõõtmiste täpsust. Suuremastaabilise uurimise korral oleks võimalik selle kehtivust kontrollida ka käesoleva töö uurimisobjekti täheassotsiatsiooni Per OB1 puhul, mis võiks olla loomulik jätk antud tööle.



Joonis 2. Masside suhte jaotus kõrge ja madala täpsusega mõõtmiste korral [25]. Täidetud ringid tähistavad mõõtmisi, mis on teostatud kõrge täpsusega $\sigma_q < 0,01$ (standardviga) valimi suurusega 102 kaksiktähte. Taitmata ringid esindavad madalama täpsusega $\sigma_q > 0,01$ mõõtmisi valimi suurusega 109 kaksiktähte. Vearisti suuruseks loetakse $\pm \sqrt{N}$.

Kui tegemist on lähiskaksikuga, mille spektris on mõlema tähe spektrijooned (SB2), siis saab klassikalist mehaanikat rakendades seose:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{v_{2r}}{v_{1r}} = \frac{a_2}{a_1} \quad (6),$$

kus v_{1r} , v_{2r} ; m_1 , m_2 ning a_1 ja a_2 on süsteemi kuuluvate tähtede radiaalkiirused, massid ja massikeskmete kaugused nende ühisest massikeskmest. Masside suhte saab arvutada ilma, et oleks vaja teada nurka orbiidi tasandi normaali ning vaatesihi vahel, kuna vastava nurga siinus taandub välja. Lisaks kaksiktähe komponentide masside suhtele on võimalik Kepleri III seaduse kaudu tuletada masside summa:

$$m_1 + m_2 = \frac{P(v_{1r} + v_{2r})^3}{2\pi G \sin^3 i} \quad (7),$$

kus P on süsteemi orbitaalperiood ning i on nurk orbiiditasandi normaali ning vaatesihi vahel. Masside leidmiseks on aga vaja seda nurka teada, kuid seda on võimalik kahe meetodiga lähendada. Ühel juhul, kui kaksiksüsteem on varjutusmuutlik, on teada, et nurk i ei erine palju 90 kraadist. Teine meetod on statistiline. Sellel puhul arvestatakse asjaolu, et kaksiksüsteemi Doppleri nihke avastamise tõenäosus on kõrgem, kui nurk i erineb palju nullist. Teisalt on kaksiksüsteemi Doppleri nihke avastamine vähetõenäoline, kui i on nullile väga lähedal. Seda arvestades omistatakse tavaliselt $\langle \sin^3 i \rangle$ väärtuseks $2/3$ [26].

Kui kaksiksüsteemi üks komponent on teisest palju heledam, siis on võimalik, et spektris on registreeritavad ainult ühe tähe spektrijooned. Sellegipoolest saab selle süsteemi uurimisel teha teoreetilisi järeldusi, kasutades Kepleri III seadusest tuletatud massifunktsiooni:

$$f(m) = \frac{m_2^3 \sin^3 i}{(m_1 + m_2)^2} = \frac{P v_{r1}^3}{2\pi G} \quad (8),$$

kus P on orbitaalperiood ning v_{1r} on mõõdetud radiaalkiirus. Massifunktsioonile saab anda ka kuju, mille korral on võrrandis esindatud kõik vaatluslikult määratavad suurused:

$$f(m) = 1,0385 \cdot 10^{-7} v_{r1}^3 P (1 - e^2)^{\frac{3}{2}} \quad (9),$$

kus v_{1r} on primaarkomponendi radiaalkiirus km/s, P on periood päevades ning e orbiidi ekstsentrilisus. Siiski nõuab massifunktsiooni teoreetiline kontrollimine, et oleks teada m_2 . Sellest probleemist on võimalik vabaneda, kui jagada võrrandi mõlemad pooled m_1 -ga läbi:

$$\frac{f(m)}{m_1} = \frac{q^3 \sin^3 i}{(1+q)^2} \quad (10),$$

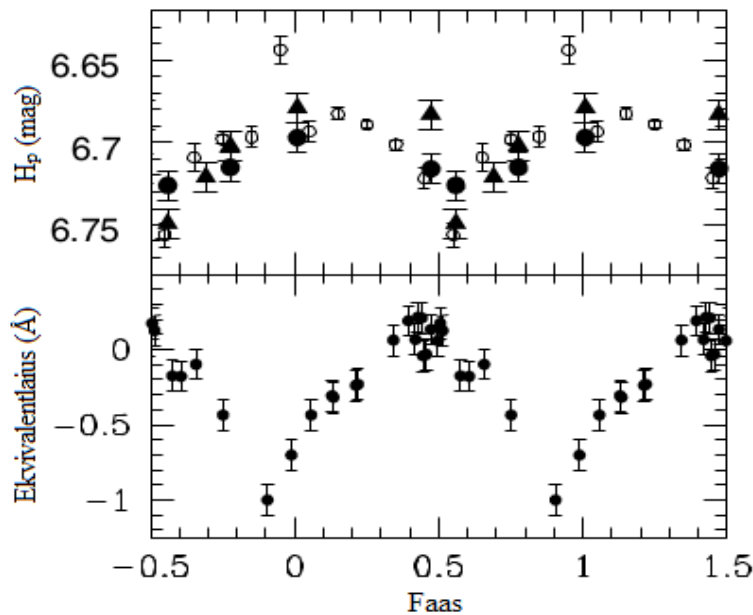
kus q on masside suhe. Saadud võrrand on küll oma olemuselt teoreetiline, kuid kombineerides seda näiteks võrrandiga (9), saab määrata perioodi võimalikku sõltuvust

massifunktsioonist. Peajada tähtede puhul on m_1 võimalik leida tabelitest, kus on esitatud spektriklassi sõltuvus massist, või itereerides [24].

5 Tähe HD 14134 uurimine

Mitmed B-spektriklassi ülihiid on spektroskoopiliselt ning fotomeetriliselt muutlikud, kuid selle põhjused ei ole tänapäevani teadlastele päris selged [27]. Väga massiivsetele tähtedele on iseloomulik kiirgusrõhu toimet fotosfäärist pärineva tugeva tähetuule olemasolu, millega kaasneva kiire massikao tõttu võib esineda spektrijoonte ning heleduse muutlikkust [28]. Lisaks on OB-ülihiidude sagedase muutlikkuse põhjuseks tähe ebastabiilsus, mis tuleneb nende suurest raadiusest tingitud nõrgast pinnagravitatsioonist [3]. Seega võib eelmainitud muutuseid põhjustada ka tähe enda pulseerumine [29].

HD 14134 on B3 Ia spektriklassi ülihiid, mis võeti käesoleva töö raames põhjalikuma tähelepanu alla. 2009. aastal ilmunud artiklis, mis käsitles OB-tähtede süstemaatilist muutlikkuse uurimist Hipparcose fotomeetriliste andmete põhjal, klassifitseeriti HD 14134 muutlikkuse tüübiks „L/IA?“ [3]. See tähendab seda, et tähte on vähesel määral uuritud ning see esindab irregulaarset muutlikkust. Autorite poolt lisatud küsimärk viitab siiski sellele, et HD 14134 muutlikkuse tüübis ei olda päris kindlad. Ometi leiti just Hipparcose andmetest esimene tõend HD 14134 fotomeetrilise kindla perioodiga muutlikkuse kohta, milleks saadi 12,823 päeva. Lisaks esindab see täht ka spektroskoopilist muutlikkust, kuna $H\alpha$ spektrijoone ekvivalentlaid muutub tsükliliselt peaaegu sama perioodiga (12,5 päeva). Seetõttu liigitub HD 14134 väheste varjast-tüüpi tähtede hulka, mille fotomeetriline ja spektroskoopiline muutlikkus esineb paralleelselt [30].



Joonis 3. Tähe HD 14134 heleduskõver (H_p) ja $H\alpha$ spektrijoone ekvivalentlaid sõltuvana faasist [30].

1973. aastal ilmunud töös, milles uuriti Per OB1 täheassotsiatsiooni ülihiidude kaksiklust, ei saadud tulemuseks, et HD 14134 oleks spektroskoopiline kaksik [31]. Kuid uurimuse läbi viinud autorid kasutasid radiaalkiiruste määramisel palju vesiniku jooni ($H\gamma$, $H\delta$, $H8$, $H9$ ja $H10$), mis ei ole oma laiuse ning tähetuule poolt mõjutatavuse tõttu väga head radiaalkiiruse indikaatorid. Kuna viimane süstemaatiline kaksikluse otsimine antud objekti puhul teostati üle 40 aasta tagasi, siis otsustati käesolevas töös HD 14134 kaksiklust süstemaatiliselt uuesti otsida.

6 Vaatlused

Vaatlusi teostati antud uurimistöö käigus ajavahemikul 17.10.2012 kuni 30.04.2014 Tartu Observatooriumi 1,5 m teleskoobiga AZT-12. Teleskoobil on ekvatoriaalne monteering ning Cassegraini fookus.

Vaatlussessiooni esimeste toimingutena käivitati arvutite kaudu spektrograafi ja giidteleskoobi külge ühendatud CCD-kaamerad, mis on vajalik selleks, et CCD-kaamera jõuaks vaatluse alguseks võimalikult palju jahtuda.

Giidteleskoop on 0,3 m objektiiviga ja 1 m fookuskaugusega refraktor. Selle fookusesse on ühendatud 765 x 510 piksline CCD-kaamera (ingl. k. *charge-coupled device*), mille ekspositsiooniaega on võimalik vastavalt tähe näivale heledusele või ilmastikuoludest sõltuvalt läbipaistvusele reguleerida. Kuvatava vaatevälja suurus on 7 x 5 kaareminutit, mis võimaldab otsitavat tähte kõrvalolevate tähtede järgi mugavalt detekteerida.

Teleskoop suunati uuritavale tähele arvutiga, kasutades programmi Astrolab. Tähekujutise spektrograafi pilule (laiusega 2 kaaresekundit) seadmiseks liigutati teleskoopi juhtpuldi abil ning peenreguleerimist teostati fotogiidiga. Peenreguleerimine oli vajalik kogu vaatluse vältel, kuna teleskoop ei jälgi tähte niivõrd täpselt, et kujutis püsiks pidevalt spektrograafi pilul.

Valgust disperseeriva elemendina kasutati kahte esimeses järgus töötavat peegeldifraktsioonivõret, millel on 1200 joont/mm. Vastavalt lähisultravioleti ja sinise spektripiirkonna (3700 – 4660 Å) registreerimiseks kasutati difraktsioonivõret (edaspidi võre) tsentraalse lainepikkusega 3930 Å (s.o. lainepikkus, mille juures on võre efektiivsus kõige suurem) ning punase piirkonna (6000 – 6770 Å) registreerimiseks kasutati võre tsentraalse lainepikkusega 7760 Å. Mõnel üksikul vaatlusel kasutati ka 1800 joont/mm võre, mille tsentraalne lainepikkus on 5180 Å. Võre kõrgeim efektiivsus teatud lainepikkusel on olemuselt see, et suurim osa antud lainepikkusel võrele langevast kiirgusest difrakteerub soovitud järku. Võre asetati spektrograafi käsitsi ning soovitud võrenurk, mis määrab registreeritava spektripiirkonna lainepikkuste vahemiku, seati samuti manuaalselt kuni vastava süsteemi digitaalseks muutmiseni aastal 2014.

Kiirgusvastuvõtjaks oli 1600 x 200 piksline (piksli suurusega 16 x 16 µm) CCD-kaamera Andor Newton DU970N. CCD-kaamera kvantefektiivsus on uuritava sinise spektripiirkonna puhul alla 20% ning punase piirkonna jaoks ligikaudu 90%.

Enne vaatluse alustamist jahutati CCD-kaamera termoelektrilisel meetodil temperatuurini -90°C, et vähendada pimevoolu osakaalu registreeritavas kaadris. Pimevool tekib ränimaatriksis siis, kui elektron saab soojuslikult piisavalt energiat, et vabaneda

valentstsoonist, mille tagajärjel kogutakse see piksli potentsiaaliauku. CCD-kaadri mahalugemisel registreeritakse ka pimevoolu toimet pikslitesse kogunenud signaal, mistõttu liitub see säritatud objekti poolt saadud signaalile [32]. Kuna uuritud tähed on suure näiva heledusega (< 8 mag), siis olid ka säriajad lühikesed, jäädes enamikel juhtudel alla poole tunni. Arvestades lühikesi säriaegu ja CCD-kaamera madalat temperatuuri, hinnati pimevoolu osakaalu ühe kaadri lõikes piisavalt väikeseks (-100°C juures $0,00008$ e-/piksel/sekund), mistõttu ei tehtud igale ekspositsioonile lisaks pimevoolukaadreid (ingl. k. *dark frame*). Pimevoolukaader on kinnise katikuga nullist suurema säriajaga registreeritud CCD-kaader. Igale uuritavale objektile tehti ThAr (toorium-argoon) lambi võrdlusspekter enne ja pärast objekti säritamist, kuna spektrograafide mõjuvate mehaaniliste pingete tõttu ei saa eeldada, et spekter registreeritakse alati täpselt samadele pikslitele. Konkreetse tähe spektri säritamiseks valitud aeg ei olnud igal kuupäeval sama. Säriaja valikul lähtuti sellest, et CCD-maatriksi pikslitesse koguneva laengu hulk on ajaga lineaarses seoses, mistõttu säritati kõigepealt 60s proovikaader, mille põhjal otsustati kasutatav ekspositsiooniaeg. Eelkirjeldatud teostati programmiga Andor Newton ning registreeritud spekter salvestati FITS (Flexible Image Transport System) failina.

7 Andmetöötlus

Andmetöötluks kasutati Linuxi keskkonnas programmipaketti IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) V2.16. Alljärgneva andmetöötluks kirjeldusel on kasutatud IRAFi *long slit* ja *ccd reductions* manuaale. Samuti kasutati Ullisse Munari ning Tomaž Zwitteri monograafiat „An introduction to analysis of single dispersion spectra with IRAF vol.1“.

Esimese toiminguna lahutati kahemõõtmelisest tähespektrist eelpingekaader (ingl. k. *bias frame*), mis saadakse, kui teostatakse null-sekundiline ja kinnise katikuga säritus. Eelpingekaadri mürataseme ruutkeskmise väärtus iseloomustab CCD-kaadri lugemismüra, mis on põhjustatud CCD-kaameras kasutatavast elektroonikast. Eelpingekaadris sisalduv müratase varieerub tavaliselt piki CCD-matriksi veerge, kuid võib muutuda vähesel määral ka piki ridu. Statistiliselt ei esinda üksik eelpingekaader vastavat varieerumist piisavalt hästi, mistõttu on andmetöötlukses soovitatav kasutada kaadrit, mis on saadud vähemalt kümne eelpingekaadri keskmistamisel [32]. Käesolevas töös keskmistati vastava tingimuse täitmiseks 50 kaadrit.

Spektrist eemaldati mõnedel juhtudel kosmiliste kiirte põhjustatud mürasignaalid kasutades käsku *crmedian*, mille töötamise põhimõte seisneb kaadri mediaan-filtreerimisel, ning Tartu Observatooriumis kirjutatud IDL keskkonnas töötavat programmi. Mõnikord saadi kosmiliste kiirte automaatsel eemaldamisel IRAFi poolt analüüsiks sobimatu spekter, mille ajendil loobuti eelkirjeldatud toimingutest.

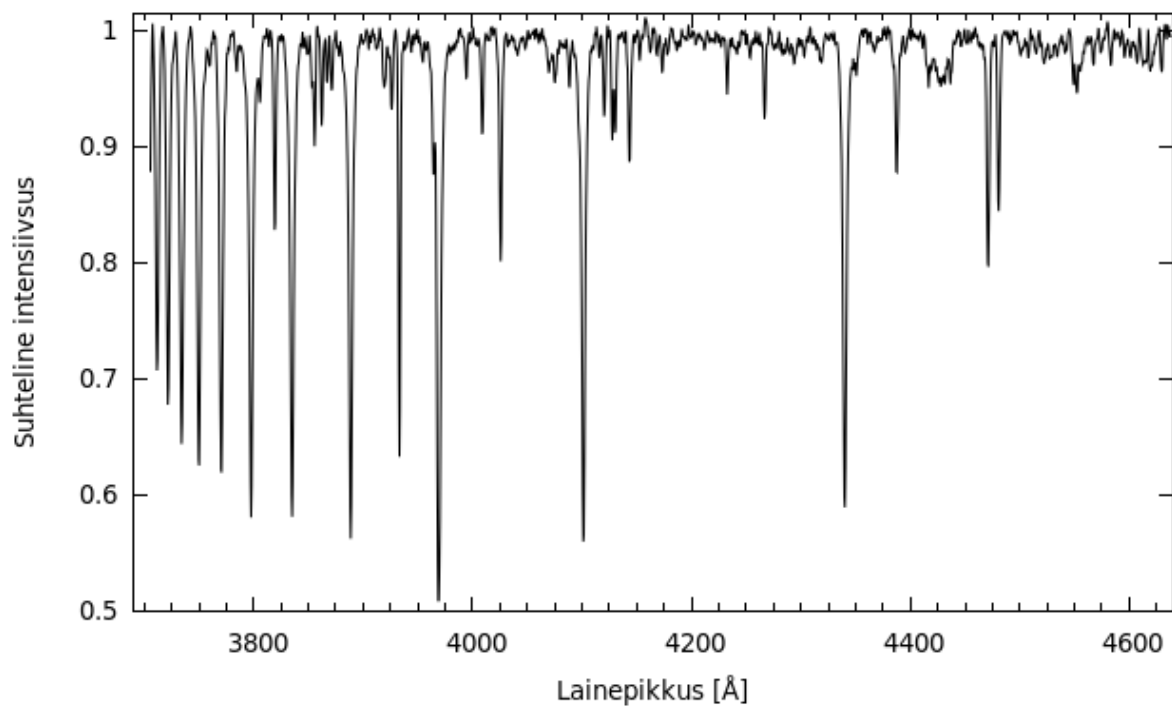
Pärast toorkaadrite eeltöötlust on vajalik saadud spektrist eraldada uuritava objekti signaal. Selleks kasutati spektritöötlukskeskkonna *ctioslit* alla kuuluvat mitmeotstarbelist käsku *apall*, mida rakendades on võimalik määrata pikslid, millel asub tähe poolt tekitatud signaal, summeerida vastavad read ning lahutada spektrist taevafoon. Selle tulemusena saadakse ühemõõtmeline spekter, millel on kõrgem signaal-müra suhe kui originaalkaadri ühel andmereal. Enne eelpool mainitud toimingute teostamist on vaja valida spektri dispersioonitelg, mis määrab selle, kas lainepikkuste väärtused muutuvad piki CCD-matriksi ridu või veerge. Käesolevas uurimuses analüüsitud spektrite dispersioonitelg oli piki CCD-matriksi ridu.

Käsk *apall* käivitamisel kuvatakse piksli väärtuse (ingl. k. *pixel value*) sõltuvust dispersiooniteljega risti olevast teljest ehk kõrge maksimumiga kõverat, mis vastab signaalile, ja sellest mõlemal pool asuvat nõrka signaali ehk taevafooni. Seejärel on võimalik määrata tähe signaali summeerimise apertuuri laiust, mis on vabalt valitav, kuid soovitatavalt võiks selle sisse jääda võimalikult palju signaali. Mõõda dispersioonitelge kindla sammuga liikudes

määrab programm signaalikõvera maksimumi y-telje koordinaadid ning esitab need sõltuvana veeru järjekorranumbrist. Üldjuhul ei ole vastavat seost võimalik lähendada sirgega, kuna spekter on CCD-kaadril mõne piksli ulatuses viltu, mistõttu kasutati lähendusel sobivat järku polünoomi. Saadud lähendus kujutabki tähespektri asendit vastaval kaadril. Seda järgides summeeritakse piksli signaal-müra suhet arvestades kaalutud keskmise meetodil apertuuri laiusega määratud read. Selline meetod on tõhus, kuna see annab väikese kaalu müraatele pikslitele ning on efektiivne kosmiliste kiirte eemaldamisel. Lisaks tähe apertuurile on vaja määrata ka taevafooni apertuurid ehk signaali väärtuste vahemikud, milles sisaldub üksnes taevafoon. Lähenduspunktid, mida kasutati taevafooni sobivat järku polünoomiga interpoleerimisel, saadi taevafooni apertuuri sisse jäävate järjestikuste punktide kolme kaupa mediaani arvutamisel. Taevafooni apertuuri määramisel on vajalik jälgida, et selle sisse ei kaasataks mõne juhuslikult pilule jäänud kõrvalise tähe spektrit, kuna vastasel juhul lahutatakse tähe spektrist taevafooni asemel mingi muu tähe signaal.

Eelmiste protseduuride tulemusena saadi ühedimensionaalne spekter, mille dispersiooniteljel on piksli väärtused. Spektri lainepikkuste skaala defineerimiseks on vajalik koostada dispersioonikõver, mis seab piksli väärtused vastavusse lainepikkustega. Dispersioonikõvera loomiseks kasutati enamikul juhtudel kahte ThAr lambi võrdlusspektrit, mis tehti enne ja pärast konkreetse vaatluse läbiviimist. Et võrdlusspektrite puhul maksimaalselt kõrget signaali saada, summeeriti kaadril kokku read, millel võrdlusspekter asus. Kuna ThAr spektri mitmete joonte laboratoorne lainepikkus on teada, siis defineerides võimalikult isoleeritud joonte lainepikkused koostas IRAF soovitud dispersioonifunktsiooni. Saadud lahendeid rakendati võrdse kaaluga (0,5) uuritava objekti lainepikkuste skaala defineerimiseks, mis lineariseeriti sammuga $0,5 \text{ Å/piksel}$ sinises piirkonnas ja $0,4 \text{ Å/piksel}$ punases piirkonnas.

Kuna Maa liigub ümber Päikese, siis lisandub uuritava objekti radiaalkiirusele veel Maa tiirlemisest - ka pöörlemisest ümber oma telje ja liikumisest ümber Maa-Kuu ühise massikeskme - tingitud radiaalkiiruse suunaline komponent. See on vaja maha lahutada, et saada uuritava objekti tõeline radiaalkiirus nagu see on vaadatuna Päikeselt. Et arvutatav radiaalkiiruse parand kajastuks ka tähe spektris, oli see vaja siduda lainepikkuste skaalaga. Selle teostamisel ei muudetud realselt objekti spektrit, vaid muudeti dispersioonifunktsiooni. Viimase toiminguna taandati uuritava objekti spekter kontinumile ehk pidevspektri nivoole kasutades programmi ESO-MIDAS. Kontinumile taandatud spektril on intensiivsused esitatud suhtelistes ühikutes, kus ühest väiksem väärtus vastab neeldumisjoonele ning ühest suurem kiirgusjoonele. Radiaalkiiruste analüüsiks sobival kujul spekter näeb välja selline:



Joonis 4. Tähe HD 13267 kontiinumile taandatud spekter. Joonisel on kujutatud lainela 3700 – 4625 Å.

8 Radiaalkiiruste mõõtmiste metoodika

8.1 Mõõdetavate neeldumisjoonte valikukriteeriumid

Käesolevas töös määrati uuritavate tähtede radiaalkiiruse mõõtes spektrijoonte Doppleri nihkeid. Mõõtmiseks kasutatud joonte valikul lähtuti tähe spektriklassist ning spektripiirkonnast. Näiteks B-klassi tähtedel esinevad spektri sinises osas tugevad neutraalse heeliumi ja ioniseeritud räni (Si III, Si IV) neeldumisjooned ning A-klassi tähtedel Fe II ning Si II jooned. Samuti on nii B- kui ka A-klassi tähtede spektris tugevad neutraalse vesiniku jooned (intensiivsemad A-klassi tähtedel), kuid mõõtmisel neid ei kasutatud, kuna vesiniku jooned on üldjuhul kehvemad radiaalkiiruse indikaatorid kui suurem osa He joontest, sest vesiniku jooned on laiemad ning palju tundlikumad tähetuule suhtes [20]. Punases piirkonnas on kuumadel tähtedel mõõdetavad ioniseeritud räni (Si II), neutraalse heeliumi ning ühekordselt ioniseeritud süsiniku jooned. Alates B2-spektriklassist muutusid Si II jooned väga halvasti mõõdetavaks. Samuti esineb punases spektripiirkonnas tugev $H\alpha$ neeldumis- või kiirgusjoon ($6562,8 \text{ \AA}$), kuid seda ei kasutatud antud uurimuses radiaalkiiruse mõõtmiseks eespool mainitud põhjuse ehk vesiniku joonte laia profiili ning tugeva muutlikkuse tõttu. Lisaks pöörati tähelepanu sellele, et neeldumisjooned ei oleks mõõtmistulemusi tugevalt mõjutavalt kahe või enama joone poolt moonutatud ehk spektris lahutamatud (ingl. k. *blend*).

8.2 Neeldumisjoonte lainepikkuste mõõtmine tähespektrist

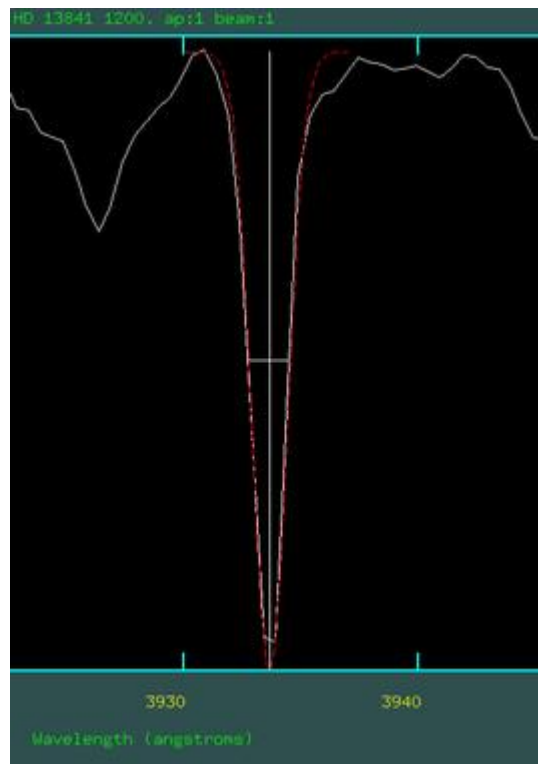
Meetodiks valiti spektris esinevate neeldumisjoonte lähendamine Gaussi profiiliga, kuna mõõduka kiirusega ($v_{\sin i} \leq 300 \text{ km s}^{-1}$) pöörlevate tähtede jooneprofiili sobitamine on sel moel kõlbulik, omades ainult väikeseid erinevusi joonte tiibades [20]. Kõiki valitud spektrijooni lähendati kahel viisil: esimesel juhul sobitati neeldumisjooni gaussiaaniga, arvestades joone terviklikku kuju, teise meetodina lähtuti Gaussi profiili sobitamisel ainult tiibadest (vt Joonised 5 ja 6). See oli vajalik seetõttu, et erinevatel kuupäevadel tehtud spektrite lõikes esines jooni, mille tipp oli asümmeetriline või puudus üldse. Kuid sümmeetrilise jooneprofiili olemasolu korral mõõdeti ka nende joonte lainepikkusi. Samuti varieerus spektrijoone profiili kuju, muutudes ühe või teise meetodiga mõõdetamatuks. Varajast tüüpi tähtedel võib olla jooneprofiili kuju muutlikkuse põhjuseks pulsatsioonid või tähetuul [33]. Samuti ei saa välistada instrumentaalseid või vaatllemisel tehtud vigadest lähtuvaid jooneprofiili moonutavaid põhjuseid. Pärast jooneprofiili sobitamist registreeriti

gaussiaani keskkoha lainepikkus, mille põhjal arvutati mõõdetava joone radiaalkiirus kasutades valemit:

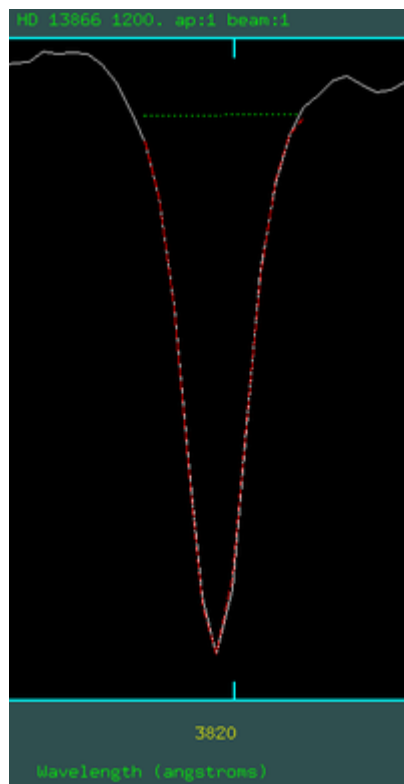
$$v_{\text{rad}} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} c \quad (11),$$

kus λ on spektrijoone laboratoorne lainepikkus, $\Delta\lambda = \lambda_{\text{mõõdetud}} - \lambda$ ning c on valguse kiirus.

See valem on rakendatav kui mõõdetavate objektide kiirused jäävad alla 10000 km/s. Vastasel juhul, kui kiirused moodustavad valguse kiirusest märkimisväärse osa, on vaja rakendada Doppleri nihke valemit, mis võtab arvesse relativistlikke efekte.



Joonis 5. Ekraanitõmmis spektritöötluskeskkonnast IRAF. Joonisel on kujutatud spektrijoone lähendamist gaussiaaniga juhul, mil joonel puudub tipp, kuid on tiibadest sümmeetriline.



Joonis 6. Ekraanitõmmis spektritötluskeskkonnast IRAF. Joonisel on kujutatud spektrijoone lähendamist gaussiaaniga, mis arvestab terviklikku jooneprofiili.

8.3 Radiaalkiiruse standardtähe kasutamine parandite leidmisel

8.3.1 Standardtähe kirjeldus

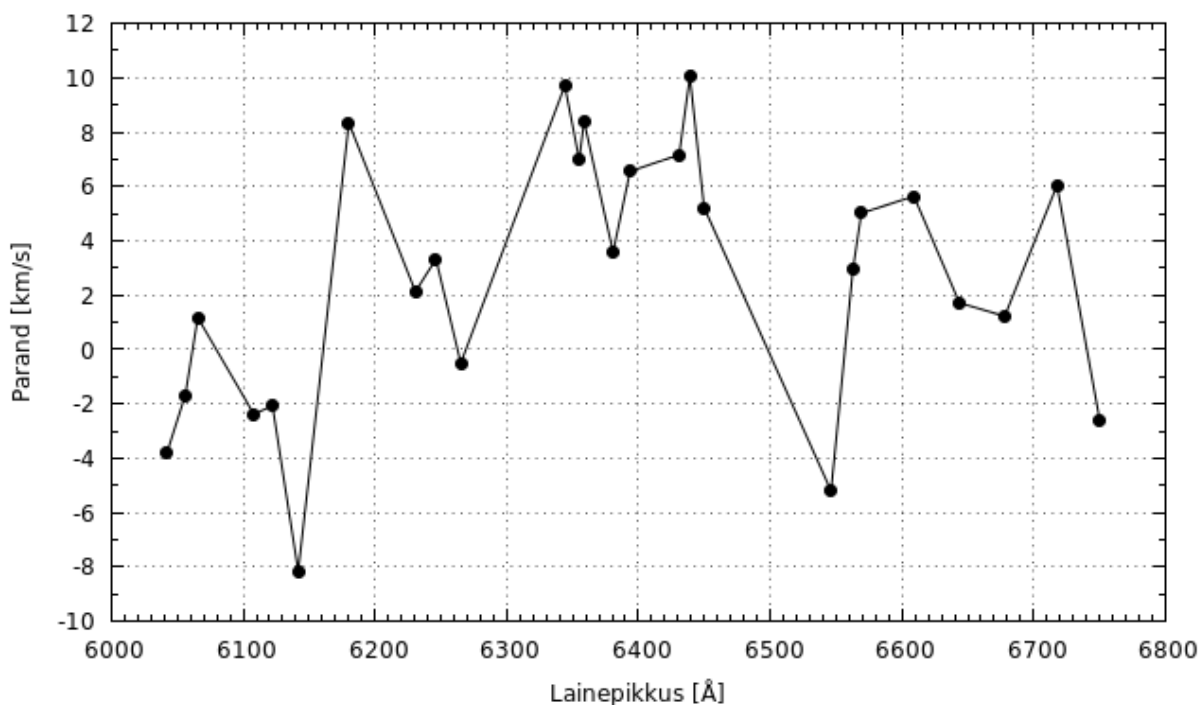
Eelpool kirjeldatud meetoditega saadavad mõõtetulemused on instrumentaalsed ehk omased Tartu Observatooriumi 1,5 m teleskoobile antud ajahetkel. Selleks, et leida erinevust üldtunnustatud ja instrumentaalsete radiaalkiiruste vahel, on vajalikud radiaalkiiruse standardtähe vaatlused (vt Lisa 1). Standardtähe radiaalkiirus on väga täpselt teada ning mõõtes selle instrumentaalse väärtuse, saab arvutada radiaalkiiruste erinevuse, mis ongi ideaalsel juhul mõõtmistulemustele liidetavaks parandiks. Käesolevas töös on radiaalkiiruse standardiks K0V spektriklassi täht HD 10780. Valikul sai määravaks selle suur heledus ($m_v=5,63$) ning suhteline lähedus taevafääril Per OB1 assotsiatsioonile. McDonaldi Observatooriumis saadi Coudé spektrograafia ($R \sim 57000$) HD 10780 radiaalkiiruseks $2,73 \pm 0,02$ km/s, mis valitigi antud uurimuse raames standardtähe radiaalkiiruseks [34].

8.3.2 Standardtähe vaatlused

HD 10780 spektreid säritati nii sinises (3700 – 4660 Å) kui ka punases (6000 – 6770 Å) spektripiirkonnas. Sinises spektripiirkonnas teostati standardtähe vaatlusi võimalusel nii paljudel öödel kui võimalik alates 2012. aasta oktoobrist. Punases piirkonnas alustati standardtähe vaatlustega 2014. aasta jaanuaris, mil kavasse tuli HD 14134 vaatlemine paralleelselt nii sinises kui punases piirkonnas.

8.3.3 Standardtähe radiaalkiiruse mõõtmine kahes erinevas spektripiirkonnas

Punases piirkonnas mõõdeti spektrijoonte Doppleri nihkeid eelpool kirjeldatud Gaussi profiili neeldumisjoonde lähendamise meetodil. Kuna radiaalkiiruste parandi väärtus muutub lisaks erinevate kuupäevade lõikes ka piki dispersioonitelge, valiti mõõdetavaid jooni kaadri ulatuses võimalikult väikese sammuga, et paranduskõvera koostamisel saaks kasutada piisavalt mõõtepunkte (vt. Joonis 7).



Joonis 7. 05.03.2014 vaadeldud HD 10780 põhjal koostatud parandikõver. Jooniselt nähtub, et parandikõvera kuju on piki dispersioonitelge tugevalt muutuv, mistõttu on selle koostamisel vaja kasutada võimalikult palju mõõtepunkte.

Kuna HD 10780 on K0V spektriklassi täht, siis on selle spektris palju neutraalsete metallide tugevaid neeldumisjooni, mis tegi väikese sammuga joonte mõõtmised võimalikuks.

Sinises spektripiirkonnas ei olnud piiratud lahutusvõime tõttu HD 10780 üksikute joonte mõõtmine võimalik, kuna neeldumisjooned olid tugevalt omavahel kokku sulanud. Seetõttu kasutati radiaalkiiruste leidmiseks tänapäeva astronoomias laialdaselt levinud ristkorrelatsiooni meetodit.

Ristkorrelatsiooni kasutati juba 20. sajandi keskel signaalitöötluses, leides rakendust radar-vastuvõtjates, mis mõõtsid signaalide ajalist nihet. Ettepaneku sarnase meetodiga Doppleri nihet mõõta tegi 1953. aastal P. Fellgett ning arendas praktiliselt välja R. Griffin 1967. aastal [35]. J. A. Westphal kirjutas artiklis „*Some astronomical applications of cross correlation techniques*,“ (1965) [36], et Sirius B laiade vesiniku joonte keskpunktide mõõtmiseks saab kasutada järgmise funktsiooni rakendamise põhimõttel töötavat seadet:

$$x(\lambda') = \int_0^L f(\lambda) F(\lambda - \lambda') d\lambda \quad (12)$$

Selle põhimõte seisneb teadaoleva jooneprofiili $F(\lambda - \lambda')$ ristkorreleerimisel spektriga $f(\lambda)$ ulatuses L , mille tulemusena saadava funktsiooni $x(\lambda')$ maksimum vastab mõõdetava joone keskkoha lainepikkusele, kui $F(\lambda - \lambda')$ on sümmeetriline funktsioon. Seda protseduuri sai teostada kasutades digitaalseid meetodeid. Seega on ristkorrelatsiooni rakendamisel astronoomias suhteliselt pikk ajalugu ning tähtede ja galaktikate aina suuremastaabilisem spektroskoopiline uurimine on selle valdkonna arendamise uuesti aktuaalseks teinud. Kuigi eelnevalt kirjeldatu vastas üksikute joonte mõõtmise metoodikale, siis üldiselt põhinebki ristkorreleerimine ühe pideva funktsiooni, mis on antud töös Päikese spekter, nihutamine teise pideva funktsiooni suhtes, milleks on radiaalkiiruse standardtähe HD 10780 spekter, piki dispersioonitelge. Nihkudes piki dispersioonitelge, arvutatakse kahe spektri ühisosa pindala, mis kõige suurema kattuvuse korral annab korrelatsioonifunktsiooni maksimaalse väärtuse. Kokkuvõtvalt arvutatakse korrelatsioonifunktsiooni maksimumi asukoha põhjal, milline nihe lainepikkuste ning seega ka radiaalkiiruste skaalas tuleb teostada ühe spektri puhul, et nende ühisosa pindala oleks nii suur kui võimalik.

Antud töös kasutati šabloon-spektrina (ingl. k. *template spectrum*) Päikese spektrit, mis oli kõrgema lahutusega kui HD10780 spekter. Seetõttu teostati protseduur, mis seab standardtähe spektri dispersiooni vastavusse Päikese spektri dispersiooniga (ingl. k. *rebin*). Seejärel ristkorreleeriti spektreid omavahel 100 Å pikkuste lõikudena, valides järgmise lõigu alguspunkti eelmise lõigu alguspunktist 50 Å kaugusele. Iga lainepikkuste vahemiku puhul saadud korrelatsioonifunktsiooni tippu lähendati Gaussi funktsiooniga, mille tsentri asukoht

vastab radiaalkiiruste erinevusele. Kuna Päikese radiaalkiiruse Maa suhtes võib lugeda nulliks, siis vastab radiaalkiiruste erinevus standardtähe tõelisele instrumentaalsele radiaalkiirusele.

Kuna Päike on G2V spektriklassi täht ning radiaalkiiruse standard HD 10780 on K0V spektriklassi kuuluv kääbustäht, siis on võimalik, et ristkorreleerimisel saadud tulemused on ebatäpsemad kui juhul, mil šabloon- ja uuritava tähe spektriklassid oleksid identsed. Spektrite kattumine ei sõltu ainult korreleeritavate tähtede spektriklassist, vaid olulise tähtsusega on veel tähe pöörlemiskiirus ning atmosfääri iseärasused [33,37]. Siiski eeldati, et vastav viga jääb vaatlusinstrumentidest tingitud vigade sisse. Lisaks, võrreldes O-, B- või A-spektriklassi tähtedega, on hilist-tüüpi tähtedel palju teravaid spektrijooni, mis garanteerivad kitsa ning hästi defineeritava korrelatsioonifunktsiooni tipu, mille tsentri asukoha määramine on lihtne [35,37]. Samuti on F-, G- ja K-klassi tähtede spektritele loomumane, et need sisaldavad teatud jooni, mis on üldiselt laias spektriklasside vahemikus sarnased [37]. Seega võib järeldada, et spektriklasside kattumine ei ole käesolevas töös kriitilise tähtsusega.

8.4 Parandite analüüs

8.4.1 Interstellaarsete joonte valik sinisele ja punasele spektriipiirkonnale

Parandite sobivust saab esimeses lähenduses hinnata tähe spektris esinevate interstellaarsete joonte radiaalkiiruste hajumise põhjal, kuna tähtedevahelise gaasi poolt põhjustatud spektrijoon ei ole seotud tähe kinemaatikaga, vaid vastab vaateleja ning tähe vahele jääva gaasi vaatesihilisele kiirusele, ning peab seetõttu omama alati sama Doppleri nihet. Pärast uuritava tähe radiaalkiiruse korrigeerimist peavad interstellaarsete joonte radiaalkiirused mingis täpsusvahemikus omama sama radiaalkiirust.

Esialgu plaanitigi antud töö raames sinises piirkonnas teostatud mõõtmistele täpsushinnangut anda interstellaarse Ca II K-joone ($3933,66 \text{ \AA}$) hajumise järgi, kuna kuumadel OB-tähtedel on temperatuurid piisavalt kõrged, et kaltsium esineks seal täielikult ioniseeritud kujul, mistõttu tähe atmosfääris kaltsiumi neeldumisjoont ei teki. Samuti esineb spektris Ca II H-joon ($3968,47 \text{ \AA}$), kuid seda ei olnud võimalik piiratud lahutusvõime tõttu kasutada, kuna see on kokku sulanud H-epsilon joonega ($3970,07 \text{ \AA}$). A0 spektriklassist alates saab K-joon koos teiste metalliliste elementide joontega omaseks tähe atmosfääri poolt põhjustatud neeldumisele [33]. Käesolev töö käsitleb kahte tähte, mille spektriklassidest tingituna on vaja Ca II K-joone interstellarset päritolu kontrollida. Nendeks tähtedeks on HD 14433 spektriklassiga A1 Ia ning HD 14542, mille spektriklass on B8 Ia. Selleks otsiti uurimusi,

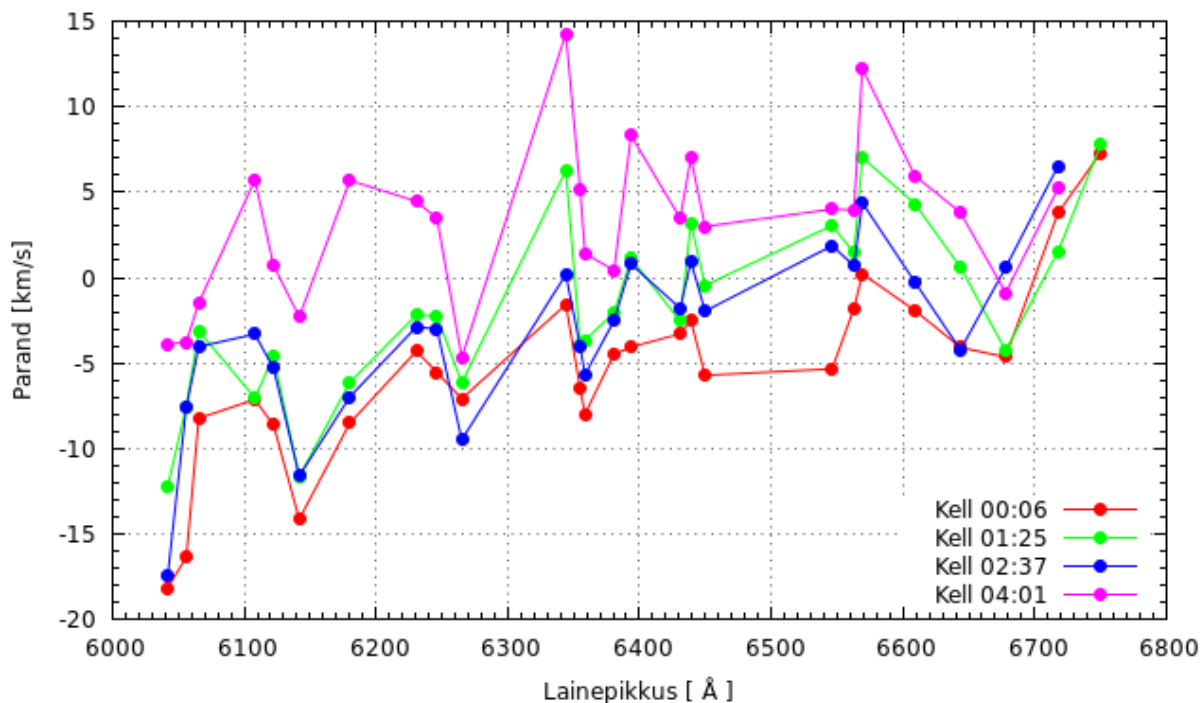
milles oleks mõõdetud kõrge lahutusega vastavate tähtede interstellarse Ca II K-joone radiaalkiirusi. Vastav teadusartikkel leiti 1957. aastast [38], milles mõõdeti mitmete antud töös uuritavate tähtede Ca II K-joone radiaalkiirusi. Olenemata allika vanusest olid konkreetsete tähtede spektrid säritatud kõrge lahutusega: dispersiooniks saadi kolmandat järku sinises piirkonnas 4,5 Å/mm ning kasutatud fotoplaatide emulsiooni (103a-D) lahutusvõime oli 25 µm. Artiklis esitatud andmete põhjal tehti käesolevas töös järeldus, et uuritavate AI ning B8 spektriklassiga tähtede Ca II K-joone võib määratleda interstellarseks, kuna vastava joone radiaalkiirus ei ühti tähtede enda radiaalkiirusega.

Punases piirkonnas kasutati interstellarse joonena IS 6614 riba (6613,56 Å). Interstellarsed ribad (ingl. k. *diffuse interstellar bands* või *DIB*) avastati 1921. aastal ning need on spektris esinevad jooned, mis on põhjustatud tähtedevahelisest gaasist ja tolmust [39]. IS ribade tekkimine ei ole siiani päris selge, kuid nende põhjustajateks peetakse tänapäeval peamiselt keerulisi orgaanilisi molekule, mille ühtedeks kandidaatideks on polütsüklilised aromaatsed süsivesinikud [40]. Süsinikku sisaldavad molekulid võimaldaksid seletada IS-ribade esinemise muutlikkust ning laia spektripiirkonda, kus need eksisteerivad [39].

8.4.2 Esmane parandite analüüs

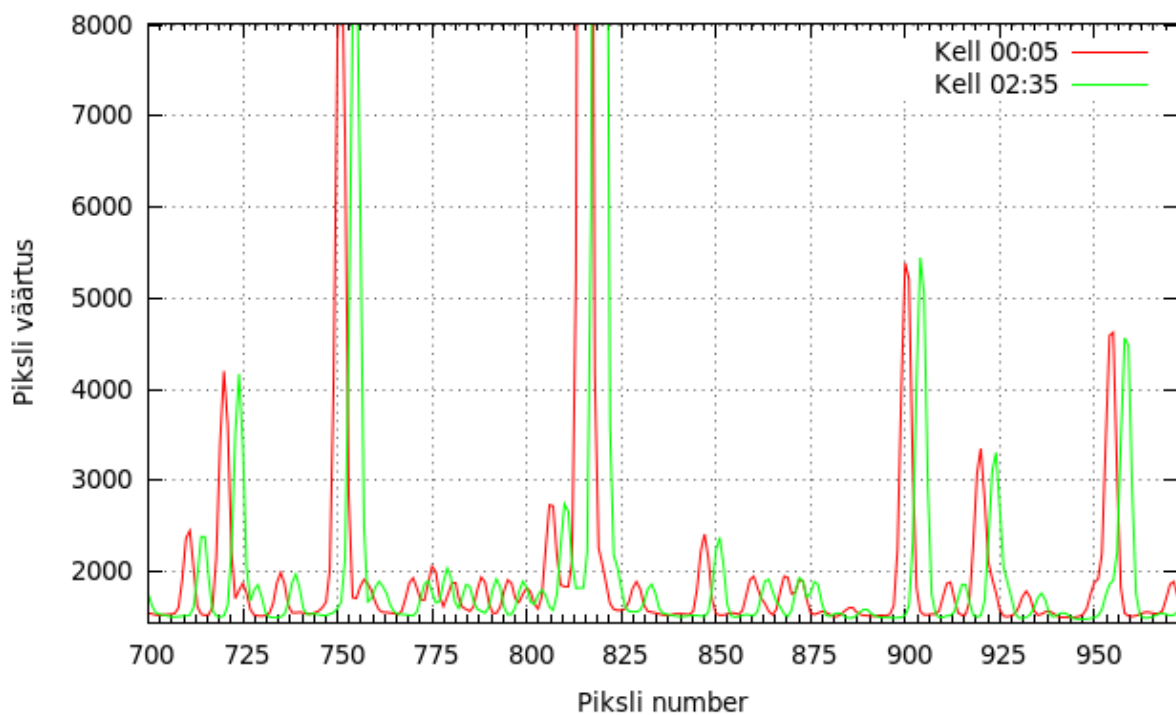
Käesolevas töös leiti mõõtmistele vastavad parandid radiaalkiiruse standardtähe analüüsimisel. Ideaalsel juhul võiks konkreetset kuupäeval säritatud standardtähe mõõtmiste teel saadud parandid sobida sama kuupäeva mõõtmistele, mida esialgu ka antud töös eeldati. Pärast mõõtetulemuste paranditega korrigeerimist märgati, et konkreetsetel ööl säritatud HD 10780 spektrijoonte radiaalkiiruse mõõtmistest saadav parand sobib ainult mõnele samal ööl säritatud tähele või ei sobi üldse, kuna Ca II K-joone radiaalkiirus hajus erinevate kuupäevade lõikes liiga suures ulatuses (kuni 20 km/s). Näiteks HD 14134 puhul saadi 27.01.2014 ja 28.01.2014 vastavate kuupäevade parandite kasutamisel Ca II K-joone radiaalkiirusteks vastavalt -35,5 km/s ning -15,4 km/s. Sarnane probleem esines ka punases spektripiirkonnas tehtud mõõtmiste puhul. Sellest tulenevalt püstitati hüpotees, et saadud parandikõverad muutuvad öö jooksul ning sobivad mõõtmistele mingitel konkreetsetel ajahetkedel. Hüpoteesi kontrollimiseks teostati 23.04.2014 eksperiment, mille käigus säritati HD 10780 spektreid punases spektripiirkonnas vaatlusöö jooksul võimalikult erinevatel ajamomentidel ning teleskoobi erinevates asendites kokku neli korda. Saadud tulemusi võib üle kanda ka sinise piirkonna jaoks, kuna vaatlusinstrumendid ning tingimused jäävad peale difraktsioonivõre

samaks. Pärast andmete analüüsimist jõuti järeldusele, mis kinnitas hüpoteesi tõepärasust parandikõvera muutumise kohta samal ööl. (vt. Joonis 8).

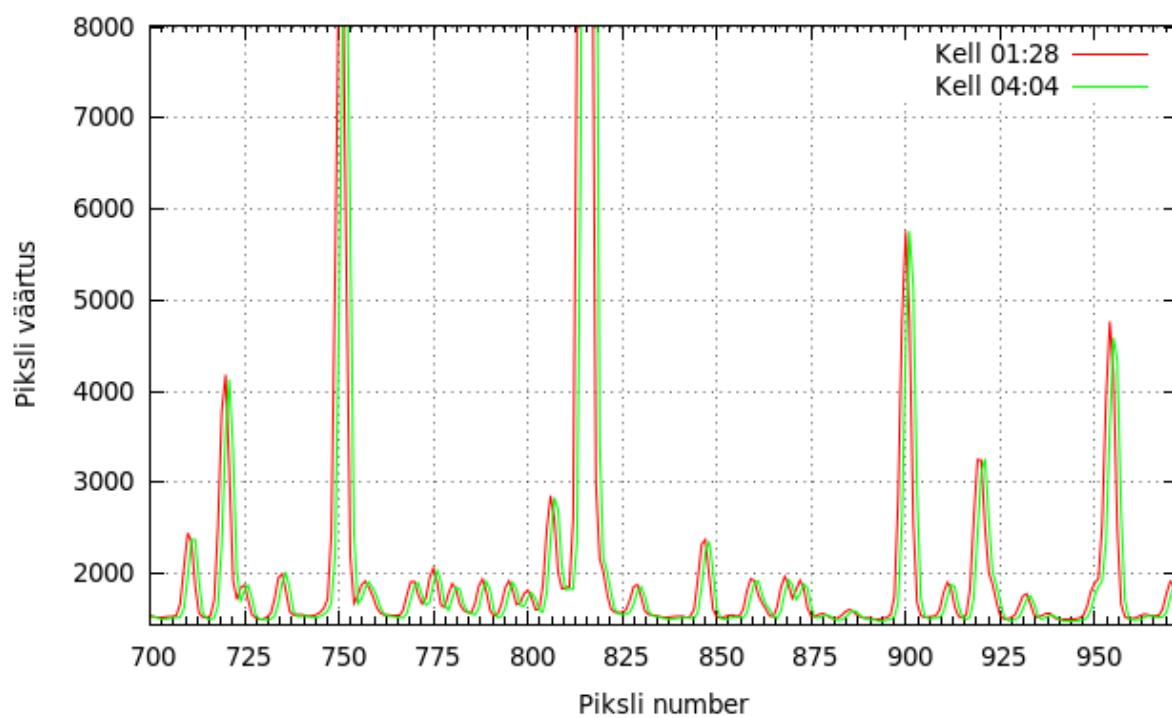


Joonis 8. HD 10780 põhjal koostatud parandikõver 23.04.2014 läbiviidud eksperimendis.

Selle põhjused võivad olla väga erinevad, nagu näiteks spektrograafide mõjuvad mehaanilised pinged ning võrdlusspektrite registreerimine erinevatele CCD veergudele. Omakorda selle kontrollimiseks ristkorreleeriti 23.04.2014 läbi viidud eksperimendi käigus erinevatel ajamomentidel säritatud võrdlusspektreid. Vaadates alljärgnevat joonist, on näha, et võrdlusspekter registreeritakse tõepoolest samal ööl natuke erinevatele veergudele, millest annab tunnistust ka võrdlusspektrite omavahelise ristkorrelatsiooni tulemused. Siiski on eelpool toodud põhjendused hetkeseisuga hüpoteetilised ning tegeliku põhjuse leidmiseks tuleb läbi viia pikaajaline ning põhjalik testimine.



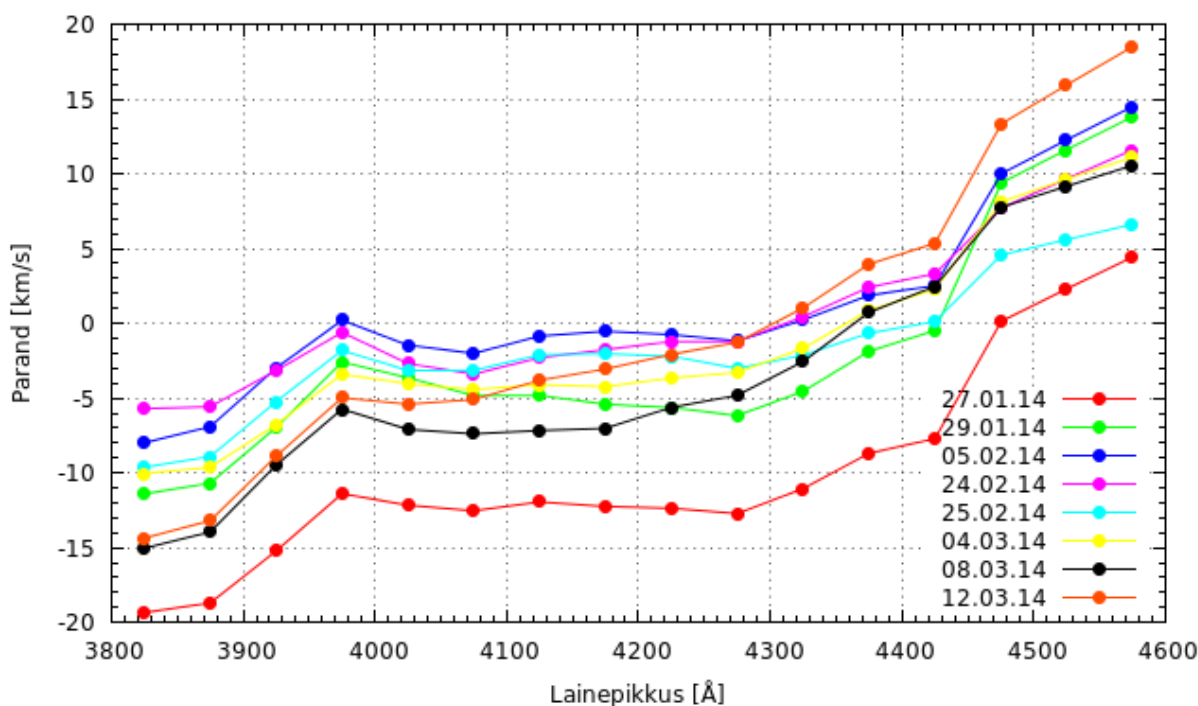
Joonis 9. HD 10780 jaoks 24.04.2014 säritatud võrdlusspektrite osad erinevatel ajahetkedel.



Joonis 10. HD 10780 jaoks 24.04.2014 säritatud võrdlusspektrite osad erinevatel ajahetkedel.

8.4.3 Parandite määramise metoodika

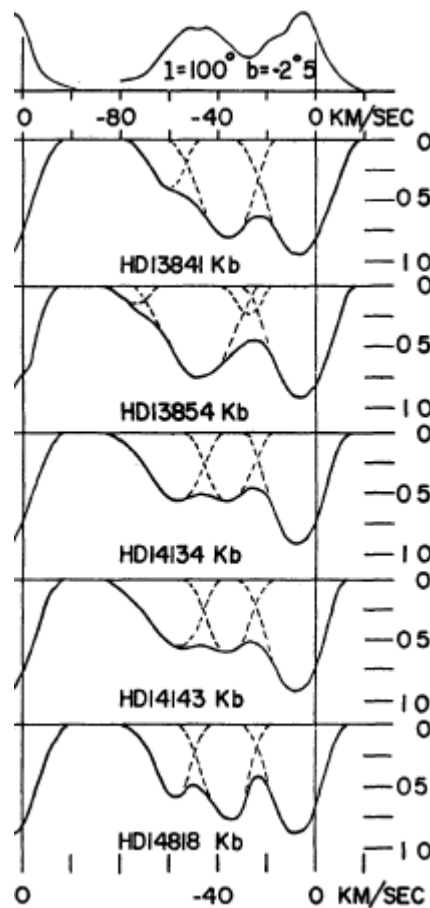
Esialgu oletati, et konkreetsel kuupäeval säritatud standardtähe mõõtmistest saadavad parandid sobivad samal kuupäeval säritatud spektritest saadud mõõtetulemustele. Selline eeldus tehti, kuna spektrograafi või selle osade asendi muutus mehaaniliste pingete või muude põhjuste tõttu hinnati ühe vaatluse lõikes väikeseks. Nagu eelnevas peatükis märgitud, siis selline eeldus ei olnud õigustatud. Seega analüüsiti parandikõveraid ning tehti järeldus, et kuna nende üldine kuju piki dispersioonitelge on väga sarnane (vt. Joonis 11), siis järelikult võib olla kindel parandikõver sobilik mingile kindlale mõõtmisele, mis ei pruugi olla tehtud samal kuupäeval. Samuti on parandikõverate hulk piisavalt suur, mis võimaldas valida sobivaimat parandikõverat. Oluline on rõhutada, et parandikõveratest moodustati kaks parve, mis kirjeldavad erinevaid võrdlusspektri spektrograafi pilule suunamise optilisi skeeme – esimene oli kasutusel enne 2014. a., teine alates jaanuarist 2014. a.



Joonis 11. Valik sinise spektripiirkonna parandikõveratest erinevatel kuupäevadel.

Selleks, et parandikõverate hulgast sinise piirkonna spektritele õiget kõverat valida, oli vajalik teada kõikide mõõdetavate tähtede tegelikke Ca II K-joone radiaalkiirusi. Selleks kasutati eelpool mainitud artiklit 1957. aastast [38], milles oli analüüsitud mitme antud töös uuritava

tähe Ca II K-joone radiaalkiirusi. Joonis 12 on koopia nimetatud artiklist, mis osutab, et kõnealuse joone profiilid on eri objektide puhul väga sarnased. Kasutades tähe HD 14134 puhul lisaks aastal 2010. säritatud spektrit SOPHIE arhiivist (atlas.obs-hp.fr/sophie/), oli võimalik määrata selles töös kasutatavale spektraallahutusele vastav Ca II K-joone radiaalkiirus -32, 4 km/s. Töös [38] on esitatud ka K-joonte mõõtmiste tabel, mille põhjal hinnati selles töös uuritavate objektide puhul radiaalkiiruste hajumise võimalikuks koridoriks ± 5 km/s keskvaartuse -32 km/s ümber. Analoogiliselt toimiti ka punase spektripiirkonna puhul, kasutades interstellaarse riba IS 6614 radiaalkiiruse konstantsust. Selles töös käsitletavate objektide korral õnnestus arhiivide ELODIE ja SOPHIE abil määrata, et selle joone radiaalkiirus on -10 ± 2 km/s.



Joonis 12. Joonisel on kujutatud kõrge lahutusega Ca II K-jooneprofiili radiaalkiiruste skaalas (horisontaaltelg) [38]. Vertikaalteljel on joonesügavus kontinuumi (ingl. k. *background continuum*) ühikutes.

Sinises spektripiirkonnas (3700 – 4660 Å) saadi parandikõver HD 10780 radiaalkiiruse standardtähe spektri ristkorreleerimisel Päikese spektriga. Spektreid korreleeriti 50 Å sammuga 100 Å lõikudes. Saadud andmetest koostati parandikõver libiseva keskmise põhimõttest lähtuvalt järgmiselt: lainepikkuste skaalas valiti parandikõvera koostamisel kasutatavaks punktiks 50 Å lõigu keskväärts, sellele punktile vastav radiaalkiirus leiti kahe järjestikuse lõigu, mille 50 Å osad kattuvad, parandite keskmisena. Teades standardtähe radiaalkiirust, milleks on 2,73 km/s, siis leiti otsitav parand konkreetses lõigus järgmiselt:

$$\Delta = 2,73 \text{ km/s} - V_{\text{rad,mõõdetud}}. \quad (13)$$

Näiteks on lõigu 4050 – 4100 Å keskväärts 4075 Å, mis valiti parandikõvera koostamisel lainepikkuste skaala punktiks. Sellele lainepikkusele vastav radiaalkiiruse parand arvutati lõikude 4000 – 4100 Å ja 4050 – 4150 Å ristkorreleerimisel saadud parandite keskmisena. Konkreetsele spektrijoonele valiti parandiks radiaalkiirus, mis vastab parandikõveral lainepikkusele, mis on mõõdetud joone laboratoorsele lainepikkusele kõige lähemal.

Punases piirkonnas mõõdeti HD 10780 spektrijoonte lainepikkuseid nagu uuritavatel tähtedelgi. Parandikõver koostati järgmiselt: abtsissteljel on mõõdetud joonte laboratoorsed lainepikkused ning ordinaatteljel mõõdetud joonte parandid (vt. Valem 13). Mõõtetulemusi korregeeriti samal põhimõttel nagu sinises piirkonnas.

9 Tulemused

Antud töös uuriti iga tähe spektrit eraldi. Ühel konkreetsel kuupäeval registreeritud spektril mõõdeti joonte radiaalkiiruseid sinises osas lainepikkuste vahemikus 3700 – 4660 Å ning punases piirkonnas lainealas 6000 – 6770 Å. Iga spektri eraldi käsitlemise tõttu hajusid ka erinevatel kuupäevadel sama tähe mõõtmistel saadud veahinnangud, milleks valiti ühe spektri lõikes mõõdetud joonte radiaalkiiruste standardhälve. Konkreetsel kuupäeval vaadeldud tähe radiaalkiiruse arvutamiseks läbiviidavasse statistilisse analüüsi kaasati ühe kuupäeva lõikes sellised jooned, mille radiaalkiirus erines mõõdetud joonte radiaalkiiruste aritmeetilisest keskmisest vähem kui kaks standardhälvet või oli sellega võrdne. Kokkuvõttes jäid kõikide erinevate kuupäevade mõõtmiste korral üksikute joonte mõõtmise teel saadud tähtede radiaalkiiruste standardhälbed $\sigma_{\text{rad},v} < 8$ km/s. Uuritavate tähtede erinevatel kuupäevadel saadud radiaalkiiruste (v_{rad}) hajumise põhjal jagunevad tähed kolme rühma:

1. Tähed, mille ühegi kuupäeva $v_{\text{rad}} \pm \sigma_{\text{rad},v}$ ei välju teistel kuupäevadel mõõdetud $v_{\text{rad}} \pm \sigma_{\text{rad},v}$ piiridest. Sellised tähed on tõenäoliselt üksiktähed ning radiaalkiiruste suhtes mittemuutlikud.
2. Tähed, mille korral ainult ühe kuupäeva $v_{\text{rad}} \pm \sigma_{\text{rad},v}$ jääb teiste kuupäevade $v_{\text{rad}} \pm \sigma_{\text{rad},v}$ piiridest välja. Sellised tähed liigitatakse antud töös radiaalkiiruste suhtes vähemuutlikuteks. Siiski ei järeldatud käesolevas töös nende tähtede puhul kaksiklust, kuna need tähed vajavad kaksikluse kinnitamiseks või ümberlükkamiseks edasipidiseid vaatlusi.
3. Tähed, mille korral erinevatel kuupäevadel mõõdetud $v_{\text{rad}} \pm \sigma_{\text{rad},v}$ väljuvad rohkem kui ühel korral ülejäänud kuupäevade $v_{\text{rad}} \pm \sigma_{\text{rad},v}$ piiridest. Sellised tähed on radiaalkiiruste suhtes muutlikud ning seega kaksiksüsteemide kandidaadid. Selle kinnitamiseks on plaanis järgmistel vaatlusperioodidel lisavaatlusi teha. Kaksikluse kinnitamise korral püütakse tulevikus määrata orbitaalperioodi ning muid kaksiksüsteeme iseloomustavaid parameetreid nagu näiteks: masside suhe ning orbiidi ekstsentrilisus.

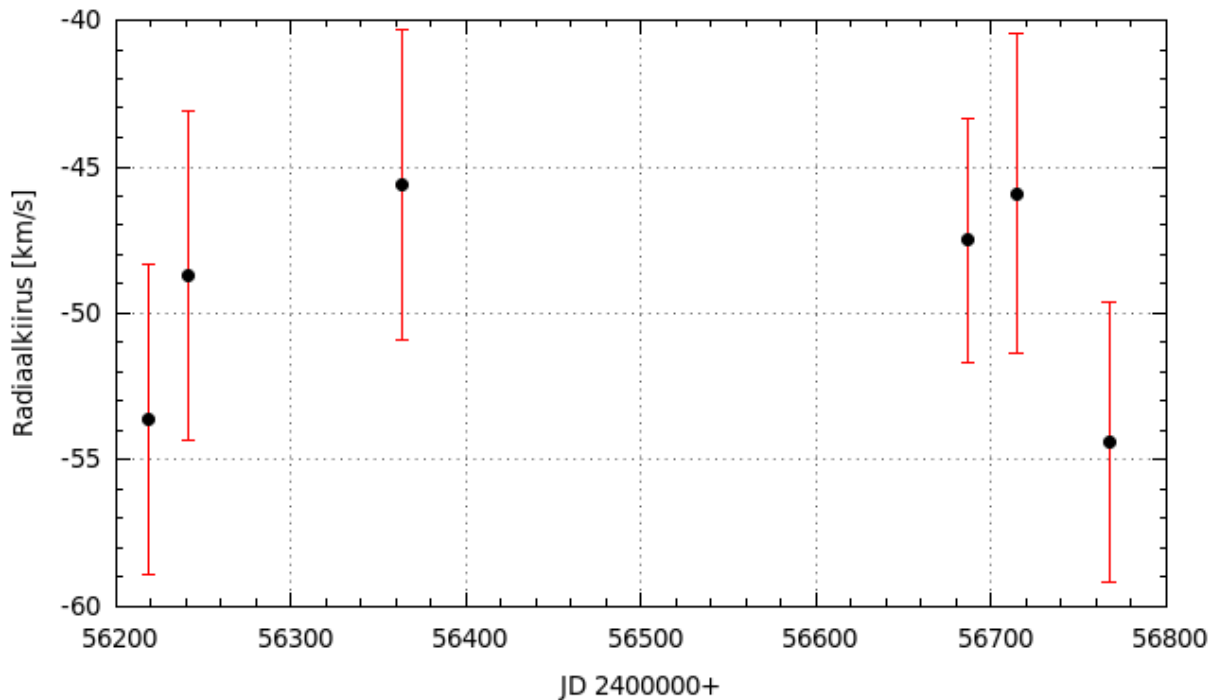
9.1 Radiaalkiiruse suhtes mittemuutlikud tähed

Radialkiiruste suhtes mittemuutlikeks tähtedeks arvestati käesolevas töös selliseid tähti, mille radiaalkiirustes ei ilmnenud mitte ühelgi kuupäeval hajumist, mis väljuks üksikute kuupäevade mõõtetulemuste veapiiridest. Lihtsamalt öeldes ei eksisteerinud mõõtmisi, mis standardhälvete piires kokku ei langenud. Sellisteks objektideks olid: **HD 13866, HD 13841,**

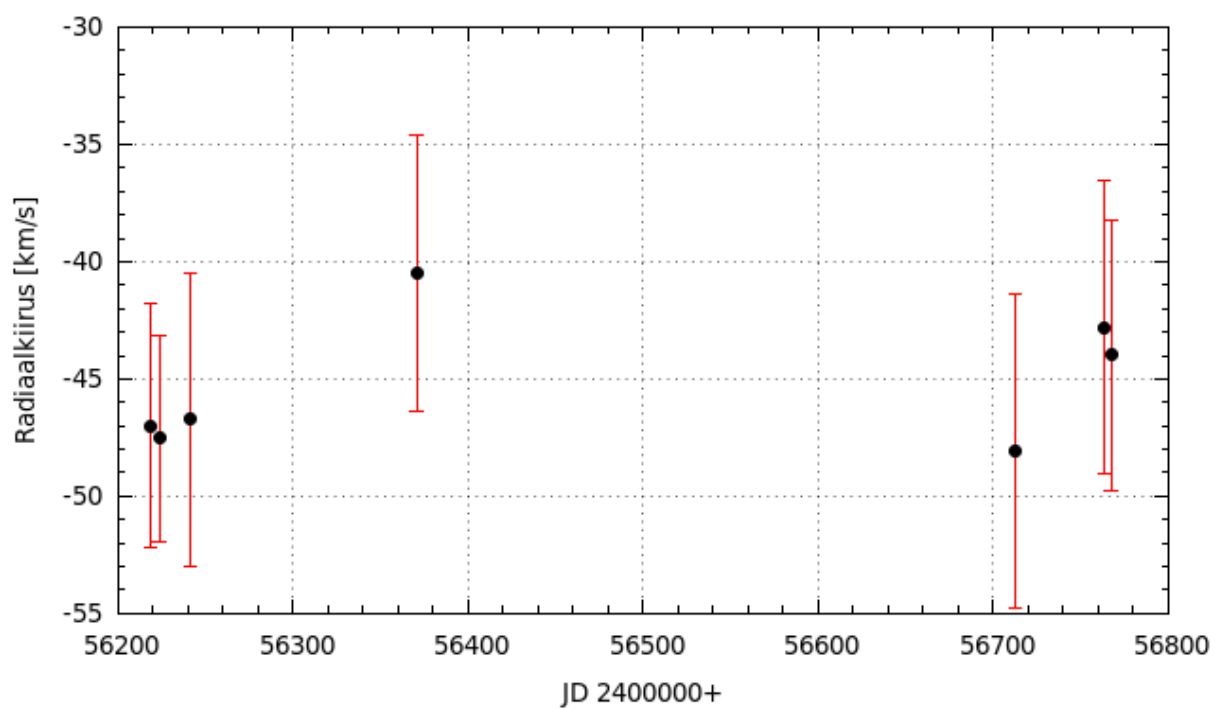
HD 14818, HD 14433 (vt Joonis 13 kuni 16). Alljärgnevas tabelis on võrreldud 1973. aastal läbiviidud uurimuse tulemusi käesoleva töö tulemustega [31]. Ühe tähe radiaalkiiruse jaoks on standardhälve arvatud erinevatel kuupäevadel mõõtetulemuseks saadud radiaalkiiruste põhjal. Mõlemas töös järeldati radiaalkiiruste mittemuutlikkust.

Tabel 2. Tähtede HD 13866, HD 13841, HD 14818 ja HD 14433 radiaalkiirused koos standardhälvetega. Abt & Levy 1973 mõõtmiste korral on veahinnanguks keskmine tõenäolisim viga ($E_{v,rad}$). Tähis R viitab käesolevas töös saadud tulemustele ning A&L viitab Abt & Levy 1973 tulemustele.

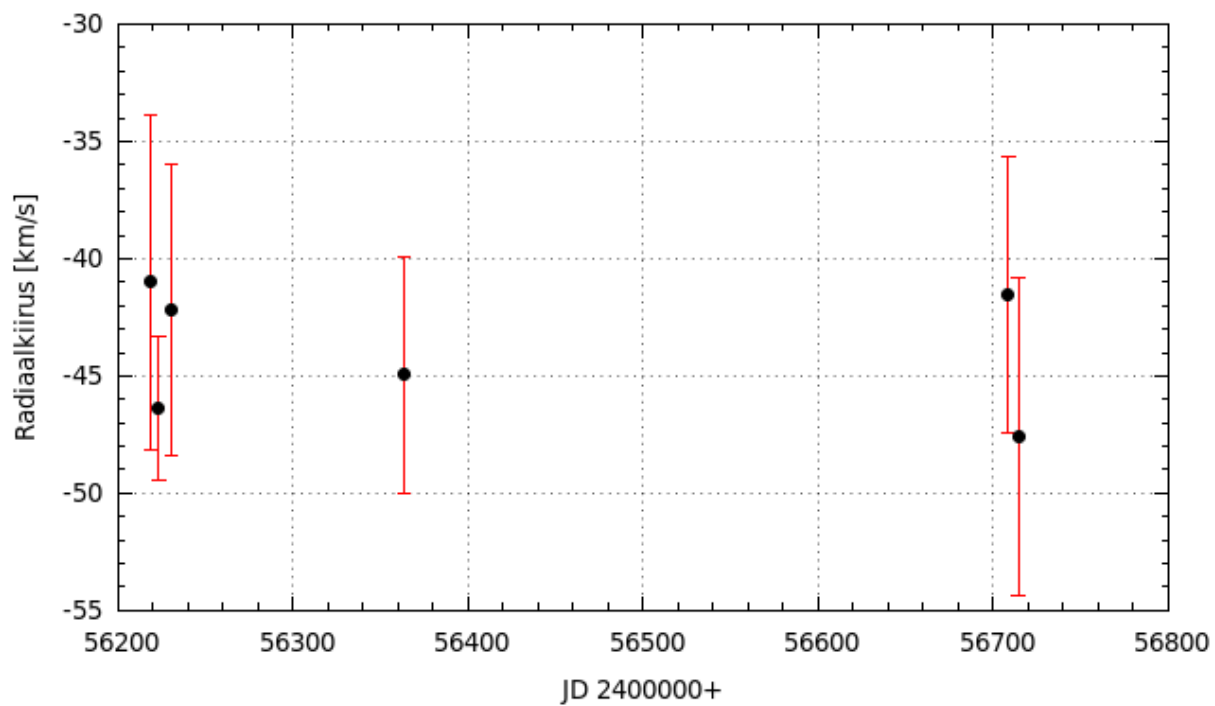
Täht	R		A&L	
	$V_{rad} <km/s>$	$\sigma_{v,rad} <km/s>$	$V_{rad} <km/s>$	$E_{v,rad} <km/s>$
HD 13866	-49,3	3,8	-54,3	3,5
HD 13841	-45,2	2,9	-50,1	3,3
HD 14818	-44,0	2,8	-52,8	3,9
HD 14433	-38,0	3,9	-50,4	5,4



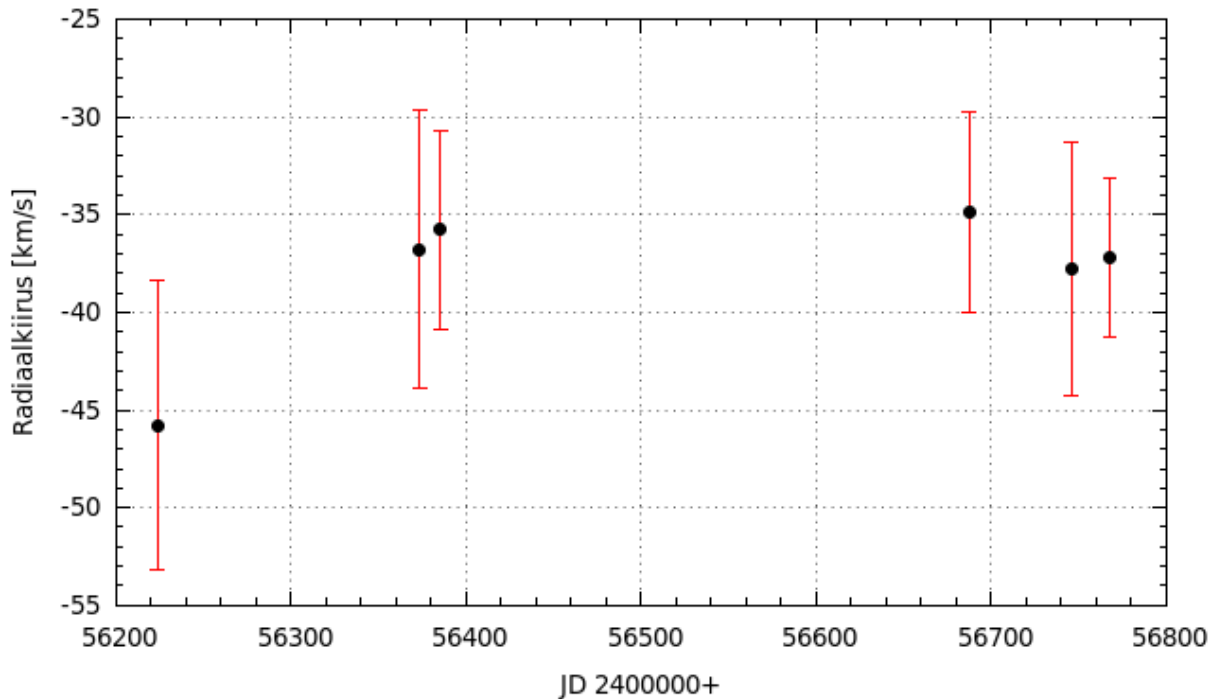
Joonis 13. Tähe HD 13866 radiaalkiirused koos standardhälvetega sõltuvana Juliuse päevast.



Joonis 14. Tähe HD 13841 radiaalkiirused koos standardhälvetega sõltuvana Juliuse päevast.



Joonis 15. Tähe HD 14818 radiaalkiirused koos standardhälvetega sõltuvana Juliuse päevast.



Joonis 16. Tähe HD 14433 radiaalkiirused koos standardhälvetega sõltuvana Juliuse päevast.

Nii käesolevas töös kui Abt & Levy 1973 läbi viidud uurimuses järelдати HD 13866, HD 13841 ja HD 14818 radiaalkiiruste suhtes muutlikkuse puudumist. Siiski viitavad Abt & Levy 1973 HD 14433 võimalikule muutlikkusele, mille periood on suurem kui 200 päeva. Antud töös järelдати HD 14433 radiaalkiiruse muutlikkuse puudumist.

9.2 Radiaalkiiruste suhtes vähemuutlikud tähed

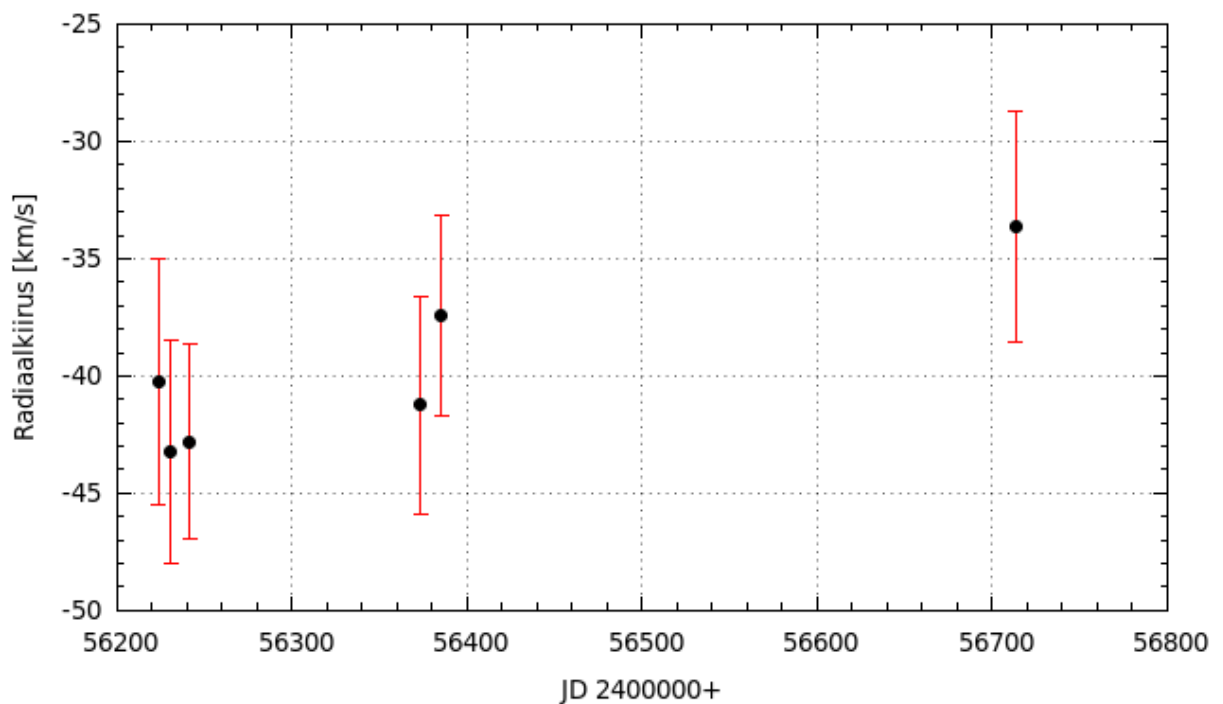
Radiaalkiiruste suhtes vähemuutlikeks tähtedeks kategoriseeriti antud töös sellised tähed, mille korral ainult ühel kuupäeval mõõdetud radiaalkiirus koos standardhällbega väljus teiste kuupäevade mõõtmiste vigade piirest. Sellisteks tähtedeks on **HD 15497**, **HD 14143** ja **HD 14134**. Siiski väärrib HD 14134 puhul märkimist see, et punases piirkonnas teostatud mõõtmiste järgi liigitub see täht radiaalkiiruste suhtes muutlikuks täheks, kuigi radiaalkiiruste muutused jäävad alla 10 km/s.

Tabelis 3 võrreldakse Abt & Levy 1973 tulemusi antud töö tulemustega.

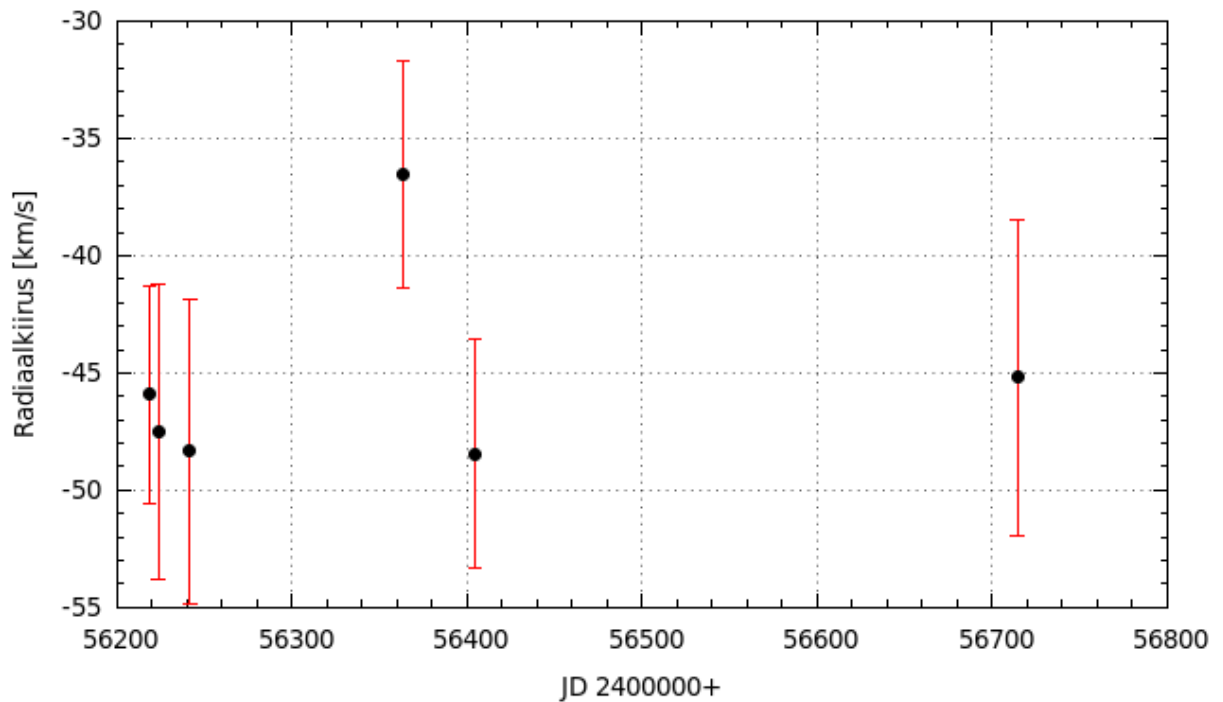
Tabel 3. Tähtede HD 15497, HD 14143 ja HD 14134 sinises spektripiirkonnas mõõdetud radiaalkiirused koos standardhälvetega. Tähistused on samad, mis Tabel 2 korral.

	R		A&L	
Täht	V_{rad} <km/s>	$\sigma_{v,\text{rad}}$ <km/s>	V_{rad} <km/s>	$E_{v,\text{rad}}$ <km/s>
HD 15497	-39,8	3,7	-52,5	4,6
HD 14134	-39,8	3,0	-52,2	4,0
HD 14143	-45,3	4,5	-52,6	5,2

Abt & Levy 1973 uurimuses järeldatakse HD 15497, HD 14143 puhul konstantset radiaalkiirust. HD 14134 puhul esitati Abt & Levy 1973 artiklis võimaliku muutlikkuse olemasolu perioodiga, mis on pikem kui 200 päeva.



Joonis 17. Tähe HD 15497 radiaalkiirus koos standardhälbega sõltuvana Juliuse päevast. Joonisel võib täheldada kõige viimase mõõtetulemuse radiaalkiiruse erinevust võrreldes varasemalt teostatud vaatluste põhjal saadud tulemustega.



Joonis 18. Tähe HD 14143 radiaalkiirus koos standardhälbega sõltuvana Juliuse päevast. Joonisel erineb ainult üks mõõtmine võrreldes teistega märgatavalt.

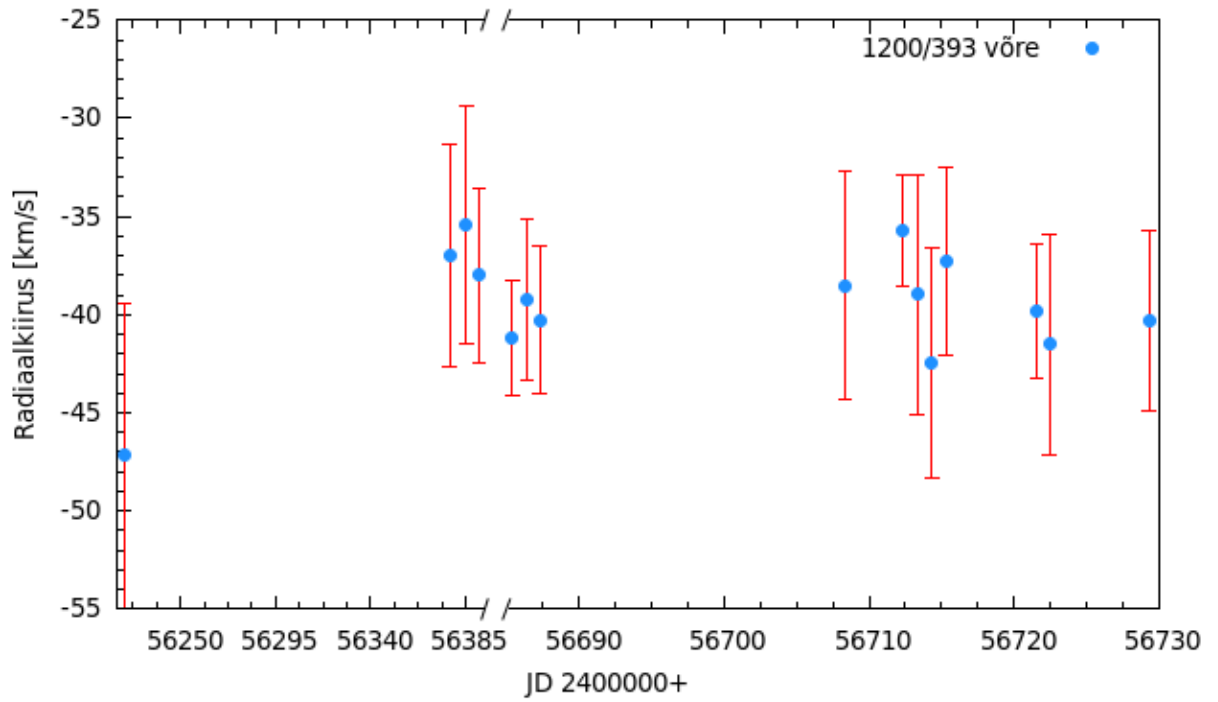
9.2.1 HD 14134

Täht HD 14134 võeti antud töös kõrgendatud tähelepanu alla, kuna Abt & Levy 1973 ja Morel et al. 2004 viitasid oma töödes selle ülihiiu muutlikkusele [30;31]. Morel et al. (2004) uurimusest selgus, et täht on nii fotomeetriliselt kui spektroskoopiliselt muutlik, omades mõlemal juhul perioodi ligikaudu 12,8 päeva. Seetõttu kahtlustati käesolevas töös HD 14134 puhul võimalikku kaksiklust.

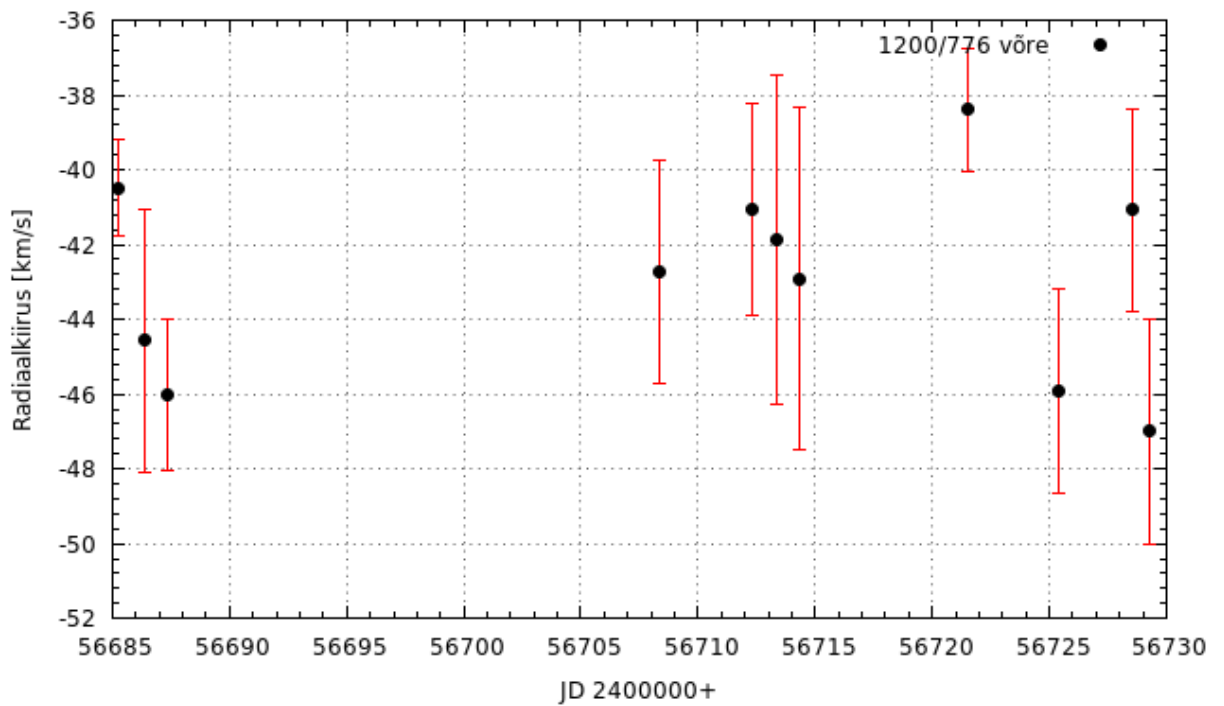
Vaatlusi teostati ajavahemikul 22.10.2012 – 12.03.2014 sinises spektripiirkonnas (3700 – 4660 Å) kuueteistkümmel korral. Alates 27.01.2014 alustati sama tähe spektroskoopilisi vaatlusi lisaks sinisele piirkonnale ka punases osas (6000 – 6770 Å), saades kokkuvõttes üksteist spektrit (vt Lisa 1). Mõlemas spektripiirkonnas mõõdeti peatükis 8 kirjeldatud meetoditel valitud joonte radiaalkiirusi. Lisaks eeldati, et punases piirkonnas registreeritud spektreid on võimalik kasutada järgnevas töödes HD 14134 radiaalkiiruse ja H α muutlikkuse omavahelisel korreleerimisel.

Selles töös liigitati siiski HD 14134 radiaalkiiruste suhtes vähemuutlikku tähe kategooriasse. Nagu eelpool mainitud, esindab HD 14134 punases spektripiirkonnas radiaalkiiruste muutlikkust, mille korral jäävad mitmel erineval kuupäeval radiaalkiirused koos standardhälvetega teiste kuupäevade mõõtmiste veapiiridest välja. Samal ajal jääb sinises

spektripiirkonnas suurem osa mõõtmistest üksteise standardhälvete piiridesse (vt Joonis 19). Lisaks jääb H α piirkonnas esinev muutlikkus kõigest 10 km/s piiresse. Eelpool mainitud põhjuste tõttu liigitati HD 14134 radiaalkiiruste suhtes vähemuutlikku tähe kategooriasse. Seetõttu on vajalik HD 14134 vaatlusi Tartu Observatooriumis või mujal jätkata.



Joonis 19. Tähe HD 14134 radiaalkiirus koos standardhälbega lainelas 3700 – 4660 Å sõltuvana Juliuse päevast.



Joonis 20. Tähe HD 14134 radiaalkiirus koos standardhälbega lainelas 6000 – 6770 Å sõltuvana Juliuse päevast.

9.3 Kaksiktähtede kandidaadid

Antud töös liigitati võimalike kaksiksüsteemide rühma kuuluvateks tähtedeks sellised, mille korral tähe mõõdetud $v_{\text{rad}} \pm \sigma_{\text{rad},v}$ hajus rohkem kui ühel kuupäeval teiste mõõtmiste $v_{\text{rad}} \pm \sigma_{\text{rad},v}$ piirest väljapoole. Sellisteks tähtedeks on **HD 13854**, **HD 14542**, **HD 14956** ja

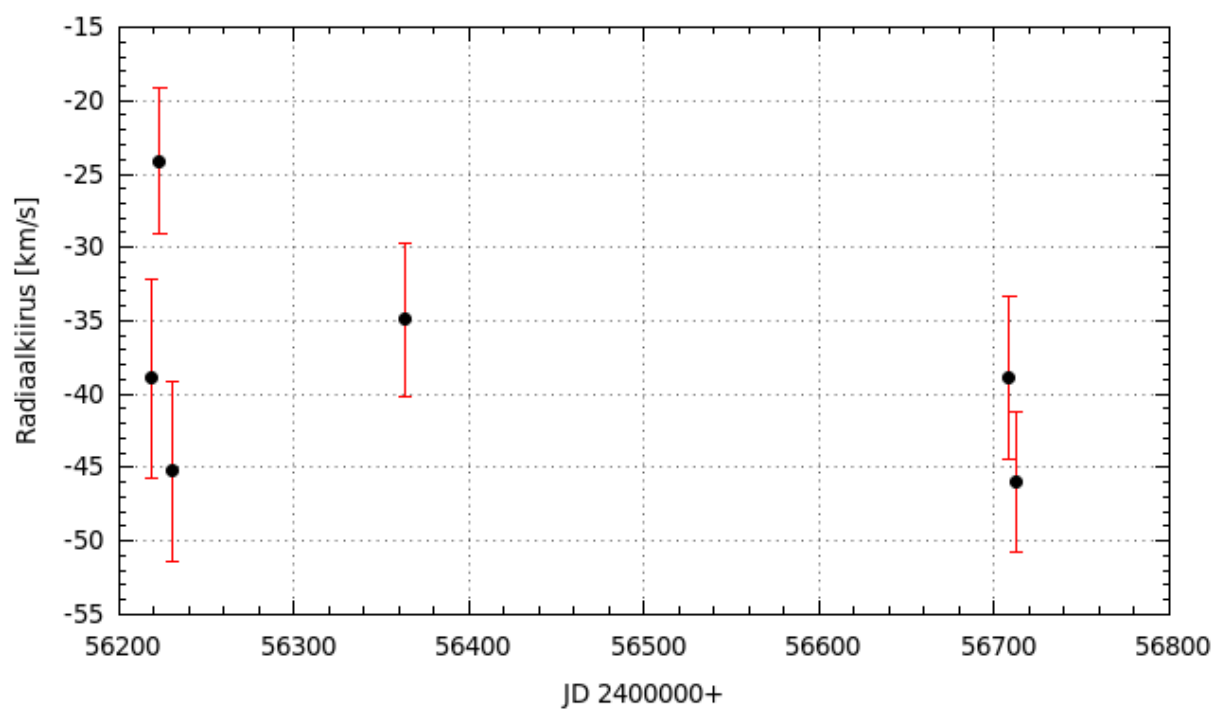
HD 13267. Tähe HD 13267 võimalik kaksiklus avastati juba enne spektrijoonte mõõtmise alustamist, kuna selle spektris märgati Si IV 4088,85 Å ja 4116,1 Å dubletti. Kuna HD 13267 on B5 Ia spektriklassi täht, siis ei ole selle temperatuur piisavalt kõrge, et rani kolmekordselt ioniseerida. Järelikult loodi hüpotees, et HD 13267 peab omama kuumemat komponenti, mis oleks vähemalt spektriklassiga B2. HD 14956 oli juba Abt & Levy 1973 (vt viide [31]) poolt saadud tulemuste põhjal teadaolev kaksiksüsteem. Täht HD 14956 võimaldas katsetada, kas ka Tartu Observatooriumi 1,5 m teleskoobiga registreeritud spektrite analüüsimisel õnnestub selle tähe kaksiklus antud töö raames avastada, mida ka tehti. Morel et al. (2004) [30] poolt publitseeritud artiklis viidati HD 13854 pöörlemiskiiruse mõõtmisel saadud He I $\lambda 6678$ joone häälbimisele keskmisest pöörlemiskiirusest 15 km s^{-1} , mille põhjal oletati, et HD 13854 on kaksiktäht. Käesoleva töö mõõtmised kinnitavad seda hüpoteesi.

Alljärgnevas tabelis võrreldakse Abt & Levy 1973 mõõtetulemusi käesolevas töös saadud tähtede radiaalkiirustega.

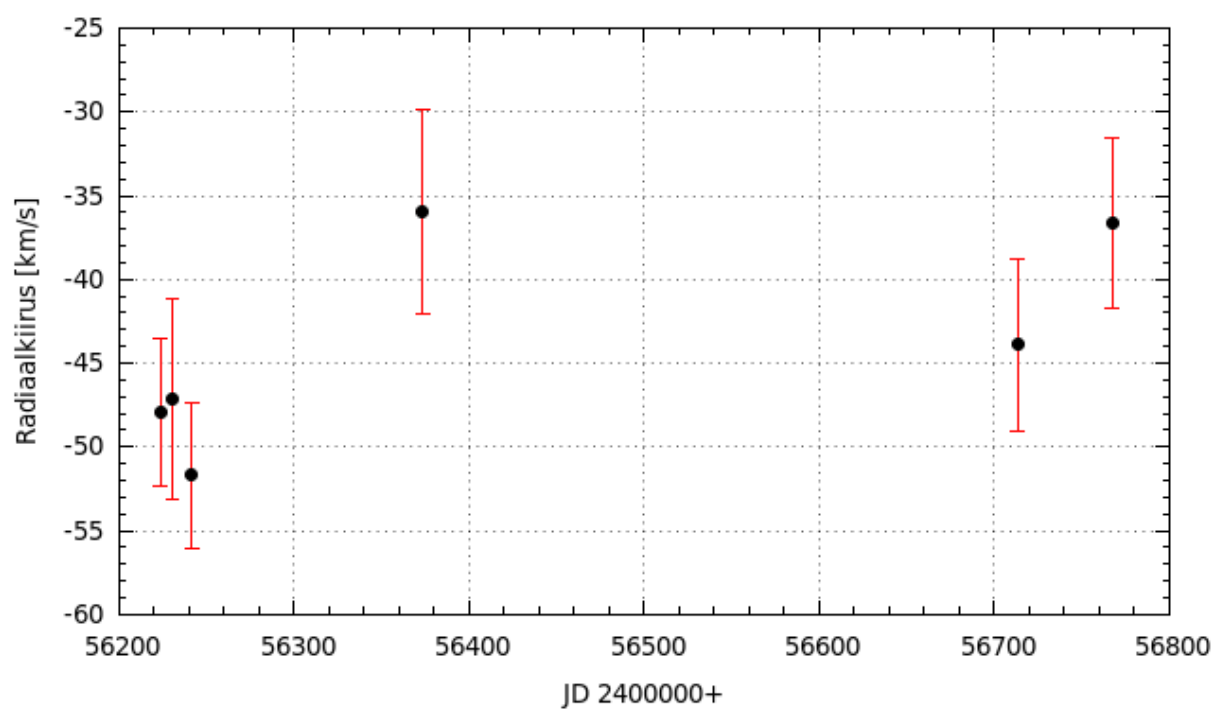
Tabel 4.

Tähtede HD 13854, HD 14542, HD 14956 ja HD 13267 radiaalkiirused koos standardhälvetega. Tähistused on samad, mis Tabelis 2.

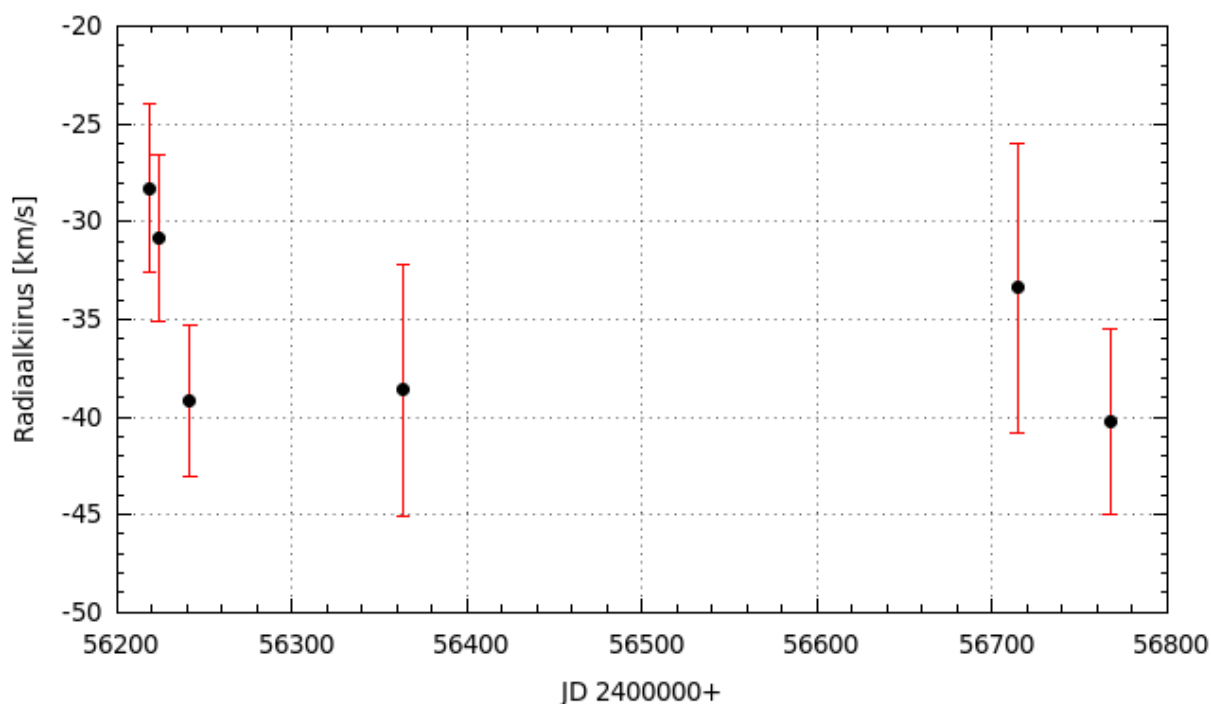
Täht	R		A&L	
	$V_{\text{rad}} <\text{km/s}>$	$\sigma_{v,\text{rad}} <\text{km/s}>$	$V_{\text{rad}} <\text{km/s}>$	$E_{v,\text{rad}} <\text{km/s}>$
HD 13854	-38,0	8,0	-46,4	4,6
HD 14542	-43,9	6,4	-55,7	5,3
HD 14956	-35,1	5,0	-37,7	5,8
HD 13267	-36,9	4,3	-39,1	5,1



Joonis 21. Tähe HD 13854 radiaalkiirus koos standardhälbega sõltuvana Juliuse päevast.



Joonis 22. Tähe HD 14542 radiaalkiirus koos standardhälbega sõltuvana Juliuse päevast.



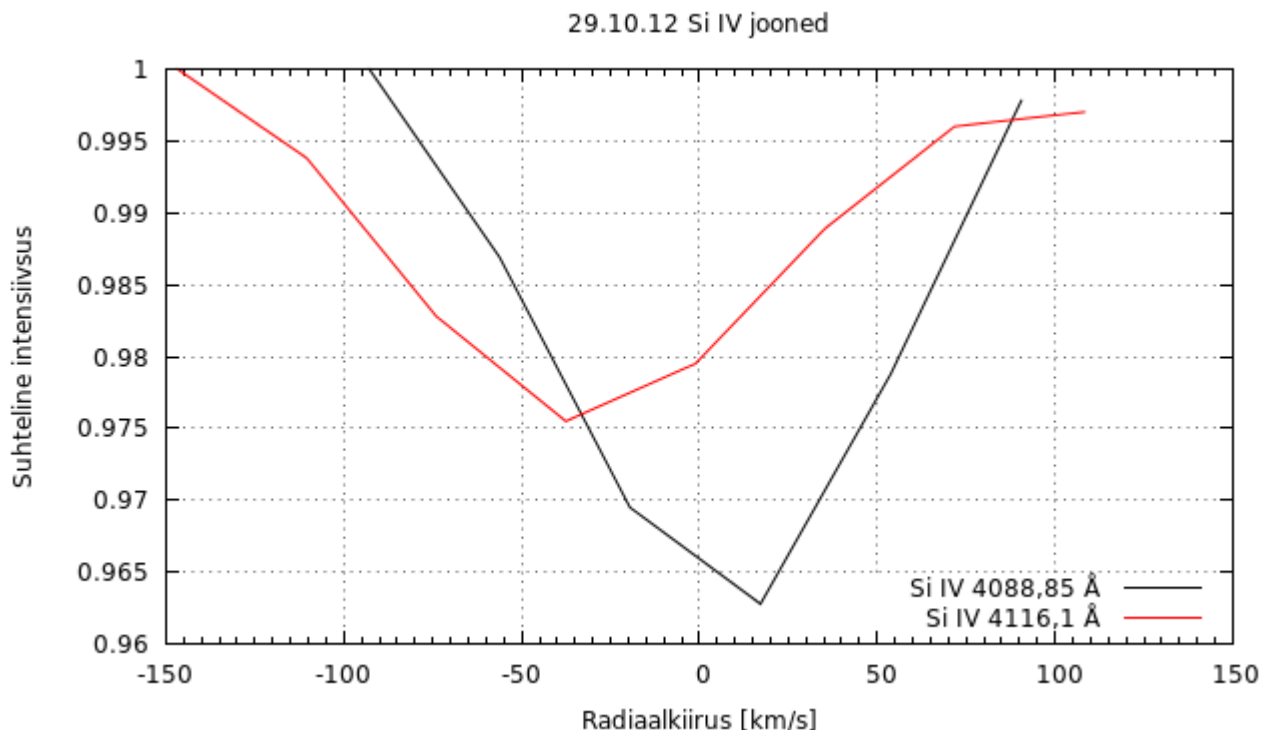
Joonis 23. Tähe HD 14956 radiaalkiirus koos standardhälbega sõltuvana Juliuse päevast.

9.3.1 HD 13267

Nagu eelpool mainitud, siis avastati HD 13267 kaksiklus tänu Si IV 4088,85 Å ja 4116,1 Å dubleti esinemisele tähe spektris. Vastavate joonte radiaalkiiruste mõõtmisel selgus, et nende radiaalkiirus erineb kuupäevade lõikes suures ulatuses eeldatava primaarkomponendi radiaalkiirusest (vt Joonised 25 ja 26). Selleks, et veenduda kuumema sekundaarkomponendi olemasolus, otsiti spektrist ka He II λ 4199,83, He II λ 4541,59 ja He II λ 4685,68 jooni. Kuna need jooned on spektris väga väikese intensiivsusega, siis leiti neid ainult mõningatelt spektritelt. Leidmise korral püüti ka He II joonte radiaalkiirusi mõõta, kuid nende väikese intensiivsuse tõttu osutus see üldjuhul raskeks. Kuid näiteks 28.03.2014 teostatud mõõtmise korral ühtis He II λ 4199,83 joone radiaalkiirus 4 km/s piires Si IV λ 4088,85 ja λ 4116,1 radiaalkiirustega, mis on üheks kinnituseks kuumema komponendi olemasolule. Selleks, et tõsta mõõtmiste spektraalset lahutust, teostati mõningad vaatlused ka 1800 joont/mm difraktsioonivõrega.

Si IV 4088,85 Å ja 4116,1 Å joonte radiaalkiiruste mõõtmine oli nende kõrge mürasuse tõttu raskendatud. Samuti ei ühtinud mitmel kuupäeval nende joonte radiaalkiirused isegi 20 km/s piires, mistõttu otsustati HD 13267 spektritest eraldada Si IV 4088,85 Å ja 4116,1 Å jooned ning kuvada need koos radiaalkiiruste skaalas. Selgus, et vastavate joonte radiaalkiirused

erinevad mõnel kuupäeval suures ulatuses (vt Joonis 24), mis ei saa olla tingitud füüsikalistest põhjustest, kuna need spektrijooned peavad lähtuma samalt tähelt.

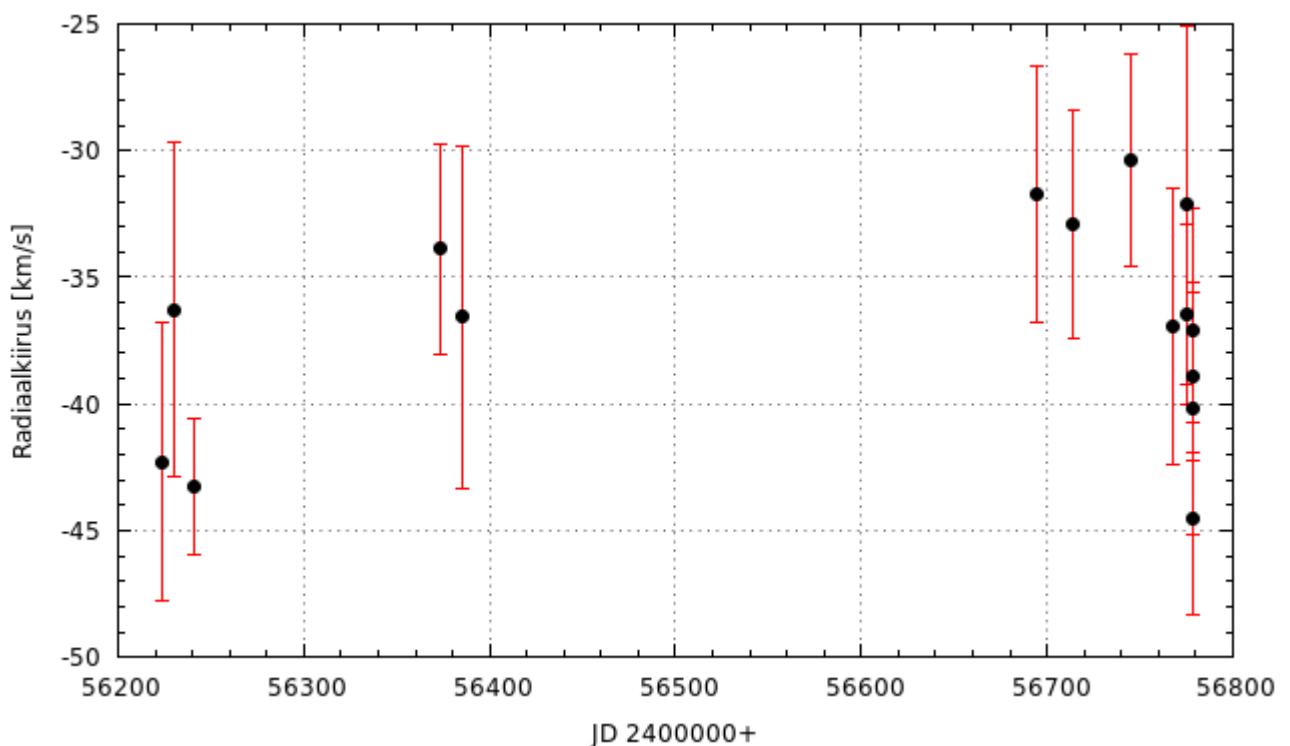


Joonis 24. 29.10.2012 vaadeldud tähe HD 13267 spektrijoonete Si IV 4088,85 Å ja 4116,1 Å kujutamine radiaalkiiruste skaalas.

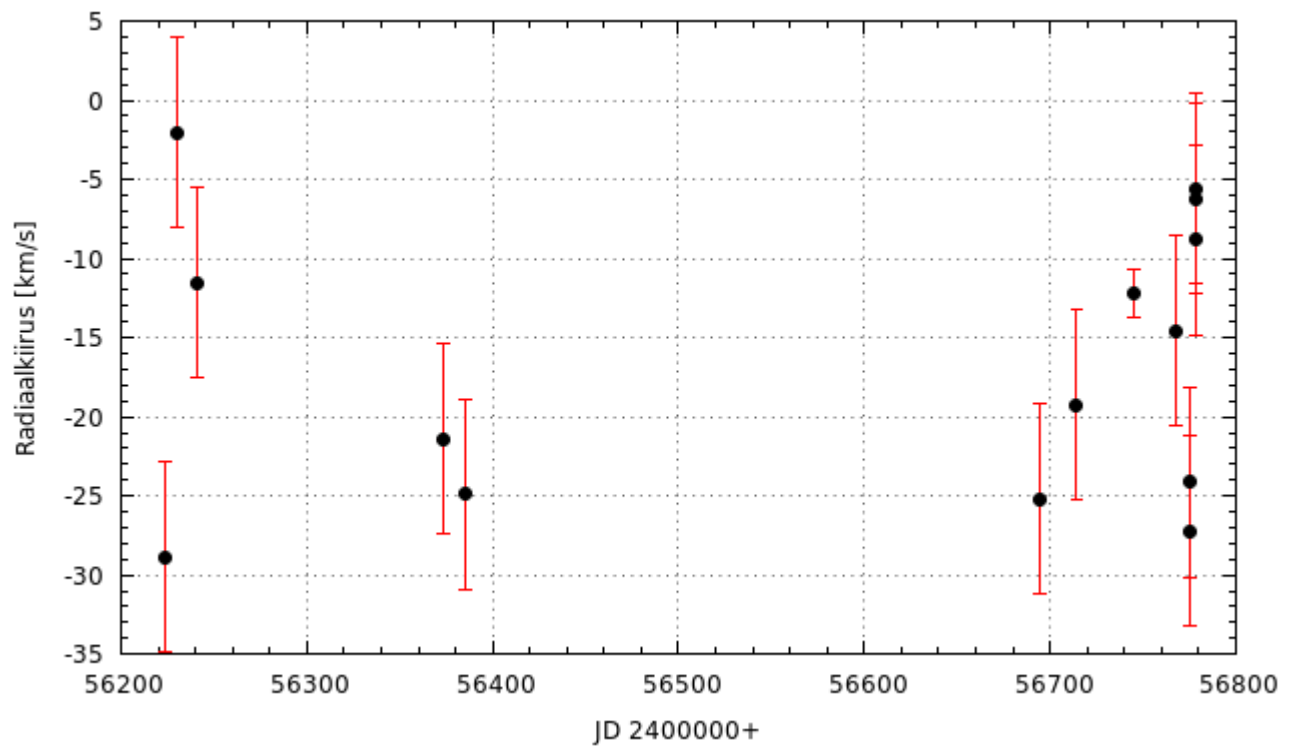
Seetõttu otsustati nende joonte radiaalkiiruste erinevuse korral usaldada Si IV 4088,85 Å joont, kuna see on intensiivsem ning seega müra vähem mõjutatud.

Ideaalsel juhul on kaksiktähe radiaalkiiruste mõõtmisel komponentide radiaalkiirused vastasfaasis, mis tähendab, et näiteks primaarkomponendi radiaalkiiruse kasvule peab vastama sekundaarkomponendi radiaalkiiruse kahanemine ja vastupidi. Käesolevas töös mõõdetud HD 13267 mõlema eeldatava komponendi radiaalkiirused on vastasfaasis vaid mõningatel juhtudel nagu nähtub joonistelt 25 ja 26. Selline olukord vastab näiteks ajahetkele JD 56700, kuid näiteks ei ole radiaalkiirused vastasfaasis JD 56400 paiku. Komponentide radiaalkiiruste vastasfaasi täpse puudumise põhjused võivad olla järgmised: esimesel juhul võivad olla Si IV 4088,85 Å ja 4116,1 Å mõõtmiste põhjal saadud tähe radiaalkiirused vastavate joonte kõrge müra tõttu ebatäpsed või teisel juhul on primaarkomponent sekundaarkomponendist palju massiivsem, mille tulemusena muutub primaarkomponendi radiaalkiirus võrreldes sekundaarkomponendi radiaalkiirusega vähe. Olukord, mil

primaarkomponent on B5 spektriklassist ning sekundaarkomponent vähemalt B2 spektriklassist, võib olla tekkinud juhul, kui kaksiksüsteemi sündides oli primaarkomponendi mass sekundaarkomponendi massist palju suurem. Sellisel juhul võib olla primaarkomponent evolutsioneerunud B5 spektriklassi ülihiiuks, kuid sekundaarkomponent viibib veel peajadal. Ülihiid HD 13267 vaatlusi jätkatakse Tartu Observatooriumi 1,5 m teleskoobiga järgmisel vaatlushooajal kasutades kõrgemat spektraallahutust ning pikemaid säriaegu, et kuumema tähe spektrijooni oleks võimalik täpsemalt mõõta.



Joonis 25. Tähe HD 13267 eeldatava primaarkomponendi radiaalkiirus koos standardhälvetega sõltuvana Juliuse päevast.



Joonis 26. Tähe HD 13267 eeldatava sekundaarkomponendi radiaalkiirus koos standardhälbega sõltuvana Juliuse päevast.

Kokkuvõte

Käesoleva bakalaureusetöö eesmärk oli tuvastada Per OB1 täheassotsiatsiooni ülihiidude seast kaksiktähti. Selleks teostati 2012. aasta oktoobrist kuni 2014. aasta aprillini Tartu Observatooriumi 1,5 m teleskoobiga spektroskoopilisi vaatlusi. Spektreid registreeriti võimalikult erinevatel ajahetkedel, et detekteerida uuritavate tähtede võimalikku kaksiklust ka pikaperioodiliste kaksiktähtede puhul. Uurimuse raames registreeriti spektreid kahe aasta vältel, mille põhjal teostati kümne B- ja ühe A-spektriklassi ülihiu radiaalkiiruste analüüs. Uuritavate objektide radiaalkiirusi mõõdeti, kasutades spektrijoonte lähendamist Gaussi profiiliga, mille tsenter vastab spektrijoone lainepikkusele. Lisaks Per OB1 ülihiidudele vaadeldi võimalusel paralleelselt ka radiaalkiiruste standardtähte HD 10780, et koostada vastavatele mõõtmistele paranduskõverat. Standardtähe radiaalkiirust mõõdeti spektripiirkonnas 3700 – 4660 Å ristkorrelatsiooni meetodil ning piirkonnas 6000 – 6770 Å spektrijoonte Gaussi profiili lähendamisega.

Analüüsi põhjal järelitati, et 3 tähte üheteistkümnest uuritud ülihiust on kaksiktähtede kandidaadid ning HD 14956 korral kinnitati Abt & Levy 1973 [31] tulemust, et vastav täht on kaksiksüsteem. Uuteks kaksiktähtede kandidaatideks on HD 13267, HD 14542 ja HD 13854. Lisaks kinnitavad B5 ja spektriklassi ülihiid HD 13267 võimalikku kaksiklust ka Si IV ning He II joonte esinemine spektris, mis on HD 13267 seni hinnatud madalama temperatuuri korral välistatud – järelikult peab sellel tähel eksisteerima kuumem komponent O kuni B3 spektriklassist. Lisaks leidis kinnitust 1973. aastal Abt & Levy [31] varasem tulemus, mille kohaselt on HD 14956 kaksiktäht, kuid ei nõustunud samade autorite poolt esitatud väidetega, et HD 13267, HD 14542 ja HD 13854 omavad konstantset radiaalkiirust. Antud töös põhjalikumalt uuritud tähe HD 14134 puhul ei leidnud selle muutlikkust kaksiklusega siduv hüpotees kinnitust.

Seoses mõõtmistäpsuse hindamisega on töös lühidalt käsitletud Tartu Observatooriumi 1,5-meetrise teleskoobi spektrograafi stabiilsusega seonduvaid probleeme. Töö käigus avastati, et radiaalkiiruse standardtähe HD 10780 radiaalkiiruste parandikõver hajub ühe vaatlusöö korral üle 10 km/s. Sellest tulenevalt uuriti võrdlusspektreid omavahel ristkorrelatsiooni abil ning saadi tulemuseks, et võrdlusspekter registreeritakse ühe vaatlusöö jooksul kohati kuni 3 piksli ulatuses erinevatele veergudele. Sel viisil määratud parandikõveraid on arvestatud mõõtmistulemuste täpsustamisel.

Tänuavaldused

Soovin tänada juhendajat Indrek Kolkat motiveerimise ja asjalike nõuannete eest. Tema poolt pakutud ideed ja lisatud märkused olid eelduseks käesoleva töö valmimisele. Samuti soovin tänada teist juhendajat Tõnis Eenmäed spektrite töötlemise ja analüüsimise õpetamise ning vajalike nõuannete eest. Lisaks soovin tänada Taavi Tuvikest vaatlemise õpetamise, õptelike märkuste ning igakülse abi eest antud töö valmimisel. Tänan ka Robert Matjust, kes teostas antud töö jaoks mitmeid olulisi vaatlusi.

Viited

- [1] Lee, H-T., Lim, J., “On the formation of Perseus OB1 at high calactic latitudes,” 2008, ApJ, 679, 1352-1362.
- [2] Maíz-Apellániz, J., “Structural properties of massive young clusters,” 2001, ApJ, 563, 151-162.
- [3] Lefèvre, L., Marchenko, S. V., Moffat, A. F. J., et al., “A systematic study of variability among OB-stars based on HIPPARCOS photometry,” 2009, A&A, 507, 1141-1201.
- [4] Slesnick, C. L., Hillenbrand, L. A., “The star formation history and mass function of the double cluster h and χ Persei,” 2002, ApJ, 576, 880-893.
- [5] Moffat, A. F. J., “Massive Binaries,” 2007, Proceedings of the IAU, 250.
- [6] Chen, W. P., “Star formation influenced by OB stars,” 2010, ASI Conference Series, 1, 11-17.
- [7] Marco, A., Bernabeu, G., “Photometric study of the double cluster h & χ Persei,” 2001, A&A, 372, 477-494
- [8] „Evolution of stars more massive than the Sun,”
<http://astronomy.nju.edu.cn/~lixd/GA/AT4/AT420/HTML/AT42004.htm>
- [9] De Boer, K. S., Seggewiss, W., *Stars and Stellar Evolution* (EDP Sciences, 2008).
- [10] Kobulnicky, H. A., Smullen, R. A., Kiminki, D. C., et al., „A fresh catch of massive binaries in the cygnus OB2 association,” 2012, ApJ, 756, 50-63.
- [11] Lennon, D. J., Trundle, C., Hunter, I., et al., “B-Type Supergiants in the Magellanic Clouds,” 2010, ASP Conference Series, 425, 23-28.
- [12] Hirschi, R., Meynet, G., Maeder, A., et al., “Stellar Evolution in the Upper HR Diagram,” 2010, ASP Conference Series, 425, 13-22.
- [13] Weisz, D. R., Skillman, E. D., Cannon, J. M., et al., “Triggered star formation and the creation of the supergiant H I shell in IC 2574,” 2009, ApJ, 691, 59-62.
- [14] Peter, D., Feldt, M., Henning, Th., et al., “Massive binaries in the Cepheus OB2/3 region. Constraining the formation mechanism of massive stars,” 2012, A&A, 538, A74.
- [15] Krumholz, M. R., et al., “Forming Massive Stars,” 2009, Science, 323, 719.
- [16] Zinnecker, H., Yorke, H. W., “Toward Understanding Massive Star Formation,” 2007, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 45, 481-563.
- [17] Bonnell, I. A., Bate, M. R., “Binary sustems and stellar mergers in massive star formation,” 2005, Mon. Not. R. Astron. Soc., 362, 915-920.

- [18] Kiminki, D. C., Kobulnicky, H. A., Gilbert, I., "Five more massive binaries in the Cygnus OB2 association," 2009, ApJ, 137, 4608-4620.
- [19] Clark, J. S., Ritchie, B. W., Negueruela, I., "A VLT/FLAMES survey for massive binaries in Westerlund 1 III. The WC9d binary W239 and implications for massive stellar evolution," 2011, A&A, 531, A28.
- [20] Sana, H., de Koter, A., de Mink, S. E., et al., "The VLT-FLAMES Tarantula Survey. VIII. Multiplicity properties of the O-type star population," 2012, A&A manuscript no. vfts8, 1.3.
- [21] Kiminki, D. C., McSwain, M. V., Kobulnicky, H. A., "New massive binaries in the Cygnus OB2 association," 2008, ApJ, 679, 1478.
- [22] Wellstein, S., Langer, N., Braun, H., "Formation of contact in massive close binaries," 2001, A&A, 369, 939-959.
- [23] Shatsky, N., Tokovinin, A., "The mass ratio distribution of B-type visual binaries in the Sco OB2 association," 2002, A&A, 382, 92-103.
- [24] Ducati, J. R., Penteado, E. M., Turcati, R., "The mass ratio and initial mass functions in spectroscopic binaries," 2011, A&A, 525, A26.
- [25] Lucy, L. B., "Spectroscopic binaries with components of similar mass," 2006, A&A, 457, 629-635.
- [26] Carroll, B. W., Ostlie, D. A., *An Introduction to Modern Astrophysics Second Edition* (Pearson Education, Inc., publishing as Addison-Wesley, 2007).
- [27] Clark, J. S., Ritchie B. W., Negueruela I., "A serendipitous survey for variability amongst the massive stellar population of Westerlund 1," 2010, A&A, 514, A87.
- [28] Kourniotis, M., Bonanos, A. Z., Soszynski I., "Variability of massive stars with known spectral types in the Small Magellanic Cloud using 8 years of OGLE-III data," 2014, A&A, 562, A125.
- [29] Kraus, M., Tomic, S., Oksala, M. E., et al., "Detection of a 1.59 h period in the B supergiant star HD 202850," 2012, A&A, 542, L32.
- [30] Morel, T., Marchenko, S. V., Pati, A. K., et al., "Large-scale wind structures in OB supergiants: a search for rotationally modulated H α variability," 2004, Mon. Not. R. Astron. Soc., 351, 552-568.
- [31] Abt, H. A., Levy, S. G., "Supergiant binaries in the η and χ Persei association," 1973, ApJ, 184, 167-172.
- [32] S. B. Howell, *Handbook of CCD Astronomy* (Cambridge University Press 2000).

- [33] Steenbrugge, K. C., de Bruijne, J. H. J., Hoogerwerf, R., et al., “Radial velocities of early-type stars in the Perseus OB2 association,” 2003, *A&A*, 402, 587-605.
- [34] Maldonado, J., Martínez-Arnáiz, R. M., Eiroa, C., “A spectroscopy study of nearby late-type stars, possible members of stellar kinematic groups,” 2010, *A&A*, 521, A12.
- [35] Verschueren, W., David, M., “Random-error minimization during cross-correlation of early-type spectra,” 1999, *A&A Suppl. Ser.*, 136, 591-601.
- [36] Westphal, J. A., “Some Astronomical Applications of Cross-Correlation Techniques,” 1965, *ApJ*, 142, p.1661.
- [37] Griffin, R. E. M., David, M., Verschueren, W., “Accuracy of radial-velocity measurements for early-type stars,” 2000, *A&A Suppl. Ser.*, 147, 299-321.
- [38] Münch, G., “Interstellar absorption lines in distant stars. I. Northern Milky Way,” 1957, *ApJ*, 125, p.42.
- [39] Galazutdinov, G. A., Manicò, G., Pirronello, V., et al., “Correlations between diffuse interstellar bands and atomic lines,” 2004, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 255, 169-177.
- [40] van Loon, J. Th., Mailey, M., Tatton, B. L., et al., “The VLT-FLAMES Tarantula Survey. IX. The interstellar medium seen through diffuse interstellar bands and neutral sodium,” 2013, *A&A*, 550, A108.

Detecting spectroscopic binaries among Per OB1 association massive stars

Rene Voog

Summary

The aim of this work was to detect spectroscopic binaries among Per OB1 association supergiants. Spectroscopic observations were made at Tartu Observatory using 1.5 m Cassegrain telescope and the observation campaign lasted for two years from October 2012 till April 2014. Orbital periods of binary stars vary in great range and because of this fact observations of single objects were made throughout the campaign. This work includes analysis of ten B- and one A-type supergiant's radial velocity which was calculated by using Doppler shift formula. Central wavelengths of spectral lines were measured by fitting full line profile using Gaussians. Radial velocity standard star observations were also made in order to improve the accuracy of radial velocity measurements. HD 10780 (spectral class K0V) was chosen as a standard star and observations if possible were conducted in parallel to Per OB1 supergiants observations. The radial velocity of standard star was determined by using cross-correlation method in spectral range of 3700 – 4660 Å and by Gaussian profile fitting in range of 6000 – 6770 Å.

3 possible binary stars were discovered: HD 13267, HD 14542 and HD 13854. One star, HD 14956, which was referred as a binary star by Abt & Levy 1973 [31] was also included in this survey. It offered a great opportunity to see whether we can or cannot detect its binarity as well. HD 14134 is well known for its variability in both H α and photometrically. Possible binarity of this star was suspected but not confirmed in this work.

Problems with spectrograph stability were also briefly discussed. Reasons still remain unknown and require further testing and research.

Lisa 1

Vaatluslogi

HD 13267	Kuupäev	JD	² Võre	Spektriipiirkond	Vaatleja(d)
	22.10.12	2456223	1200/393	3700 – 4660 Å	R. Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	29.10.12	2456230	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	09.11.12	2456241	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	21.03.13	2456373	1200/776	3700 – 4660 Å	R. Voog; R.Matjus
	02.04.13	2456385	1200/393	3700 – 4660 Å	R. Voog; R.Matjus
	05.02.14	2456694	1200/393	3700 – 4660 Å	R. Voog; R.Matjus
	25.02.14	2456714	1200/393	3700 – 4660 Å	R. Voog; R.Matjus
	28.03.14	2456745	1800/518	3700 – 4660 Å	R. Voog; R.Matjus
	19.04.14	2456767	1200/393	3700 – 4660 Å	R. Voog; R.Matjus
	27.04.14	2456775	1800/518	3700 – 4660 Å	R. Matjus
	27.04.14	2456775	1200/393	3700 – 4660 Å	R. Matjus
	30.04.14	2456778	1200/393	3700 – 4660 Å	R. Voog; R.Matjus
	30.04.14	2456778	1200/393	3700 – 4660 Å	R. Voog; R.Matjus
	30.04.14	2456778	1200/393	3700 – 4660 Å	R. Voog; R.Matjus
	30.04.14	2456778	1800/518	3700 – 4660 Å	R. Voog; R.Matjus

HD 14134	Kuupäev	JD	Võre	Spektriipiirkond	Vaatleja(d)
	22.10.12	2456223	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	25.03.13	2456377	1200/776	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	02.04.13	2456385	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	08.04.13	2456391	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	27.01.14	2456685	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Matjus
	27.01.14	2456685	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Matjus
	28.01.14	2456686	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	28.01.14	2456686	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	29.01.14	2456687	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	29.01.14	2456687	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	19.02.14	2456708	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	19.02.14	2456708	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	23.02.14	2456712	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Matjus
	23.02.14	2456712	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Matjus
	24.02.14	2456713	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	24.02.14	2456713	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	25.02.14	2456714	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	25.02.14	2456714	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	26.02.14	2456715	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog
	04.03.14	2456721	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Matjus
	04.03.14	2456721	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Matjus

	05.03.14	2456722	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	08.03.14	2456725	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Matjus
	08.03.14	2456725	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Matjus
	12.03.14	2456729	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Matjus
	12.03.14	2456729	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Matjus
	12.03.14	2456729	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Matjus

HD 13866	Kuupäev	JD	Võre	Spektriipiirkond	Vaatleja(d)
	17.10.12	2456218	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	09.11.12	2456241	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	11.03.13	2456363	1200/776	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	28.01.14	2456686	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	25.02.14	2456714	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	19.04.14	2456767	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus

HD 13841	Kuupäev	JD	Võre	Spektriipiirkond	Vaatleja(d)
	17.10.12	2456218	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	22.10.12	2456223	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	09.11.12	2456241	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	18.03.13	2456370	1200/776	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	23.02.14	2456712	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Matjus
	15.04.14	2456763	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	19.04.14	2456767	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus

HD 14542	Kuupäev	JD	Võre	Spektriipiirkond	Vaatleja(d)
	22.10.12	2456223	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	29.10.12	2456230	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	09.11.12	2456241	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	21.03.13	2456373	1200/776	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	24.02.14	2456713	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	19.04.14	2456767	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus

HD 13854	Kuupäev	JD	Võre	Spektriipiirkond	Vaatleja(d)
	17.10.12	2456218	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	22.10.12	2456223	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	29.10.12	2456230	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	11.03.13	2456363	1200/776	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	19.02.14	2456708	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	23.02.14	2456712	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Matjus

HD 14818	Kuupäev	JD	Võre	Spektriipiirkond	Vaatleja(d)
	17.10.12	2456218	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	22.10.12	2456223	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	29.10.12	2456230	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	11.03.13	2456363	1200/776	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	19.02.14	2456708	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	25.02.14	2456714	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus

HD 14143	Kuupäev	JD	Võre	Spektriipiirkond	Vaatleja(d)
	17.10.12	2456218	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	22.10.12	2456223	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	09.11.12	2456241	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	11.03.13	2456363	1200/776	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	21.04.13	2456404	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	25.02.14	2456714	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus

HD 15497	Kuupäev	JD	Võre	Spektriipiirkond	Vaatleja(d)
	22.10.12	2456223	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	29.10.12	2456230	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	09.11.12	2456241	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	21.03.13	2456373	1200/776	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	02.04.13	2456385	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	24.02.14	2456713	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus

HD 14956	Kuupäev	JD	Võre	Spektriipiirkond	Vaatleja(d)
	17.10.12	2456218	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	22.10.12	2456223	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	09.11.12	2456241	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	11.03.13	2456363	1200/776	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	25.02.14	2456714	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	19.04.14	2456767	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus

HD 14433	Kuupäev	JD	Võre	Spektriipiirkond	Vaatleja(d)
	22.10.12	2456223	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	21.03.13	2456373	1200/776	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	02.04.13	2456385	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	29.01.14	2456687	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	28.03.14	2456745	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	19.04.14	2456767	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus

HD 10780	Kuupäev	JD	Võre	Spektriipiirkond	Vaatleja(d)
	22.10.12	2456223	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus; T. Tuvikene
	29.10.12	2456230	1200/393	3700 – 4660 Å	T. Tuvikene
	11.03.13	2456363	1200/776	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	08.04.13	2456391	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	21.04.13	2456404	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	27.01.14	2456685	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Matjus
	27.01.14	2456685	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Matjus
	28.01.14	2456686	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	28.01.14	2456686	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	29.01.14	2456687	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	05.02.14	2456694	1200/393	3700 – 4660 Å	R. Voog; R.Matjus
	19.02.14	2456708	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	19.02.14	2456708	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	23.02.14	2456712	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Matjus
	23.02.14	2456712	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Matjus
	24.02.14	2456713	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	24.02.14	2456713	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	25.02.14	2456714	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	25.02.14	2456714	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	05.03.14	2456722	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	05.03.14	2456722	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	08.03.14	2456725	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Matjus
	08.03.14	2456725	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Matjus
	12.03.14	2456729	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Matjus
	12.03.14	2456729	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Matjus
	26.03.14	2456743	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Matjus
	15.04.14	2456763	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	19.04.14	2456767	1200/393	3700 – 4660 Å	R.Voog; R.Matjus
	23.04.14	2456771	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	23.04.14	2456771	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	23.04.14	2456771	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	23.04.14	2456771	1200/776	6000 – 6770 Å	R.Voog; R.Matjus
	27.04.14	2456775	1200/393	3700 – 4660 Å	R. Matjus

Lihtlitsents lõputöö reprodutseerimiseks ja lõputöö üldsusele kättesaadavaks tegemiseks

Mina, Rene Voog

1. annan Tartu Ülikoolile tasuta loa (lihtlitsentsi) enda loodud teose
„Spektroskoopiliste kaksiktähtede tuvastamine Per OB1 assotsiatsiooni massiivsete tähtede
seast,“
mille juhendajate nimed on Indrek Kolka ja Tõnis Eenmäe .
 - 1.1. reprodutseerimiseks säilitamise ja üldsusele kättesaadavaks tegemise eesmärgil,
sealhulgas digitaalarhiivi DSpace-is lisamise eesmärgil kuni autoriõiguse kehtivuse tähtaja
lõppemiseni;
 - 1.2. üldsusele kättesaadavaks tegemiseks Tartu Ülikooli veebikeskkonna kaudu, sealhulgas
digitaalarhiivi DSpace'i kaudu alates **27.05.2014** kuni autoriõiguse kehtivuse tähtaja
lõppemiseni.
2. olen teadlik, et nimetatud õigused jäävad alles ka autorile.
3. kinnitan, et lihtlitsentsi andmisega ei rikuta teiste isikute intellektuaalomandi ega
isikuandmete kaitse seadusest tulenevaid õigusi.

Tartus, **27.05.2014**